

UNIVERSITÉ LOUIS PASTEUR DE STRASBOURG  
OBSERVATOIRE ASTRONOMIQUE DE STRASBOURG

***THESE***

Présentée pour obtenir le grade de

**Docteur en Sciences  
de l'Université Louis Pasteur**

par

**Mathieu Ségall**

**Sujet : Draco, une galaxie naine sans défaut**

Soutenue le 2 juin 2006 devant le jury composé de :

Mme Agnès Acker	Examinatrice
M. Michele Bellazzini	Rapporteur
M. Olivier Bienaymé	Rapporteur
Mme Ana Gomez	Rapporteuse
M. Rodrigo Ibata	Directeur de thèse



# Table des matières

<b>Résumé</b>	<b>iii</b>
<b>1 Introduction</b>	<b>1</b>
1.1 Histoire de l'Univers . . . . .	1
1.2 Formation des galaxies . . . . .	6
1.2.1 La matière noire . . . . .	6
1.2.2 Modèle $\Lambda$ CDM . . . . .	7
1.2.3 Problème du modèle $\Lambda$ CDM et modèles alternatifs . . . . .	11
1.3 Morphologie des galaxies . . . . .	12
1.4 Le Groupe Local . . . . .	14
1.4.1 Milieu interstellaire dans les galaxies naines du LG . . . . .	16
1.4.2 Abondances chimiques . . . . .	18
1.4.3 Histoire de la formation stellaire . . . . .	19
1.4.4 Problème des satellites manquants . . . . .	20
1.4.5 Histoire de la formation des galaxies naines du Groupe Local . . . . .	22
1.4.6 Cinématique des galaxies naines . . . . .	23
1.5 Draco . . . . .	24
1.6 Présentation de la thèse . . . . .	26
<b>2 Données photométriques</b>	<b>31</b>
2.1 Descriptions des télescopes . . . . .	31
2.1.1 Le télescope INT . . . . .	31
2.1.2 Le télescope HST . . . . .	32
2.1.3 Le télescope CFHT . . . . .	32
2.2 Réduction des données . . . . .	32
2.2.1 Données INT . . . . .	32
2.2.2 Données HST . . . . .	37
2.2.3 Données CFHT . . . . .	38
2.3 Sélection des étoiles . . . . .	40
2.3.1 Données INT . . . . .	40
2.3.2 Données HST . . . . .	43
2.3.3 Données CFHT . . . . .	44

<b>3</b>	<b>Analyse des données photométriques de Draco</b>	<b>49</b>
3.1	Distribution des populations stellaires . . . . .	49
3.1.1	Draco . . . . .	49
3.1.2	BHB, RHB, BS . . . . .	63
3.1.3	Partie centrale du profil de Draco . . . . .	65
3.2	Recherche des effets de marée . . . . .	68
3.3	Conclusions . . . . .	73
3.3.1	Matière noire . . . . .	73
3.3.2	Discussion sur la cassure du profil . . . . .	80
<b>4</b>	<b>Mesure des mouvements propres</b>	<b>83</b>
4.1	Méthode utilisée . . . . .	85
4.2	Tests de la méthode . . . . .	87
<b>5</b>	<b>Données spectroscopiques</b>	<b>91</b>
5.1	Instrumentation . . . . .	91
5.2	Analyse . . . . .	91
5.2.1	Vitesse radiale . . . . .	92
5.2.2	Profil de dispersion de vitesse . . . . .	93
5.2.3	Métallicité . . . . .	96
<b>6</b>	<b>Modélisation numérique</b>	<b>99</b>
6.1	Outils numériques . . . . .	99
6.1.1	Principe du code en arbre . . . . .	99
6.1.2	Modèle de la galaxie centrale . . . . .	100
6.1.3	Paramètres de gyrfalcON . . . . .	100
6.2	Phénomène de ré-accrétion . . . . .	104
6.2.1	Introduction . . . . .	104
6.2.2	Modèle purement stellaire . . . . .	106
6.2.3	Modèle avec matière noire . . . . .	112
<b>7</b>	<b>Conclusion</b>	<b>117</b>
	<b>Annexes</b>	<b>121</b>

# Résumé

Le sujet de cette thèse est l'étude d'une galaxie naine autour de la Voie Lactée : Draco. C'est un objet intéressant à étudier car Draco a un comportement assez atypique par rapport aux autres galaxies naines du Groupe Local. Elle semble ne pas subir les effets de marée dus à la Voie Lactée, contrairement à Ursa Minor, une autre galaxie naine qui se trouve non loin d'elle. La principale explication pour le comportement de Draco serait qu'elle est entourée par un important halo de matière noire. Il écranterait ainsi les effets gravitationnels de la Voie Lactée sur Draco. Cette hypothèse semble être confirmée par la mesure du rapport masse sur lumière qui, dans le cas de Draco, s'avère être l'un des plus importants de toutes les galaxies naines du Groupe Local. Draco est donc une galaxie intéressante car elle peut servir de laboratoire pour l'étude de la matière noire. Du fait de sa faible distance par rapport à nous et de son imposant halo de matière noire, elle peut nous servir pour mieux connaître les effets de la matière noire sur la matière lumineuse, et ainsi mieux comprendre la formation des galaxies et le rôle de la matière noire dans l'Univers.

Le but principal de cette thèse est de mieux contraindre les caractéristiques de Draco, notamment son halo de matière noire. Pour cela, j'ai utilisé plusieurs types de données, des observations photométriques et des observations spectroscopiques. Les différents relevés photométriques, obtenus avec les télescopes Isaac Newton Telescope (INT) et Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT), m'ont donné des renseignements sur la morphologie de Draco, ainsi que sur les différentes populations stellaires présentes. J'ai ainsi pu tracer le profil de brillance de surface de Draco, et constater qu'il est proche d'un modèle de King. Il ne possède pas de cassure dans son profil qui aurait pu être synonyme d'effets de marée. J'ai aussi regardé plus en détails différentes parties du diagramme couleur-magnitude, à savoir les deux parties de la branche horizontale et les *blue stragglers*. J'ai ainsi constaté que leur distribution spatiale était similaire aux autres galaxies naines du Groupe Local. J'ai aussi utilisé ces données pour rechercher directement des effets de marée dans son halo. Comme mes images sont plus profondes en magnitudes que celles des études précédentes, j'ai pu étudier la présence de surdensités dans la partie externe de son halo, notamment le long de son demi-grand axe. Le résultat a montré un halo lisse pour Draco. J'ai aussi pu mettre une contrainte sur la forme du coeur de Draco grâce à des images du centre de la galaxie obtenues par le Hubble Space Telescope (HST). Il s'avère que le profil de brillance de Draco est plat en son centre. Tous ces résultats nous renseignent sur les caractéristiques du halo de matière noire. L'absence d'effets de marée dans le halo de cette galaxie naine confirme bien qu'il est massif. La partie centrale du profil de Draco nous indique que le halo de matière noire est lui aussi plat. Ce résultat est en contradiction avec les simulations cosmologiques qui prédisent des halos piqués en leur centre. Ce type de contraintes peut donc servir à améliorer les simulations numériques, mais aussi notre compréhension de la

formation des galaxies. Les données spectroscopiques m'ont, quant à elles, permis de mesurer la vitesse radiale de la galaxie naine ainsi que sa dispersion de vitesse et confirment les mesures précédentes. J'ai aussi étudié la trajectoire de Draco en tentant d'améliorer la mesure de ses mouvements propres. Connaissant sa position et sa vitesse radiale, ceux-ci me manquaient pour simuler sa trajectoire autour de la Voie Lactée. Pour cela, j'ai utilisé des images HST de Draco, prises à différentes époques ; elles sont séparées au maximum de 6 ans. Mon approche a été de mesurer le déplacement apparent des galaxies du fond par rapport aux étoiles de Draco. La méthode consiste à créer les profils des galaxies et des étoiles et, par mesures différentielles, d'en déduire le déplacement des unes par rapport aux autres. Cette méthode permet de réduire les incertitudes sur la détermination des mouvements propres, jusqu'à un facteur trois. Si les résultats sont encourageants pour des objets avec des profils simples, comme les étoiles, les profils des galaxies, plus diffusés sur les images, ne permettent pas d'obtenir la même précision.

Enfin, pour compléter cette étude, j'ai réalisé des simulations numériques de Draco. Le but de celles-ci est d'étudier plus en détails des aspects particuliers de cette galaxie naine. Toutes ces simulations sont des simulations N-corps. Les mouvements propres de la galaxie étant incertains, j'ai choisi des orbites simples pour mon étude. Elles portent sur la ré-accrétion d'étoiles par la galaxie car une étude préliminaire de Draco semblait révéler une surdensité proche de son centre, potentiellement due à une telle ré-accrétion. Cette simulation m'a permis de voir qu'une galaxie naine, passant près de la Voie Lactée et avec une orbite relativement excentrique, pouvait de nouveau accrêter ses étoiles, précédemment arrachées par le potentiel de la galaxie centrale. Bien que cette surdensité n'apparaisse pas dans l'étude finale, de telles simulations peuvent se révéler utiles pour d'autres galaxies naines du Groupe Local, comme Fornax, qui possèdent ce genre de sous-structures dans leur halo. Ce scénario de ré-accrétion peut donc être une piste possible pour expliquer leurs formation.

# Remerciements

Tout d'abord, je remercie mon directeur de thèse, Rodrigo Ibata. Durant toute la période de ma thèse, il a toujours été présent pour m'aider. Il a toujours été de très bons conseils et a toujours pris le temps de répondre à toutes mes questions, même les plus anodines. A son contact, j'ai appris à être plus critique et plus rigoureux sur mon travail.

Je remercie aussi les membres du jury pour avoir pris le temps d'examiner mon travail. Je les remercie aussi pour leurs critiques constructives sur le manuscrit qui ont contribué à l'améliorer.

Je remercie également Nicolas Martin avec qui j'ai énormément interagi. Nos nombreuses discussions m'ont permis d'aborder sous un angle différent certains problèmes, permettant ainsi de simplifier leurs résolutions.

Je remercie aussi toutes les personnes travaillant à l'observatoire de Strasbourg pour leur gentillesse et leur convivialité. Cela a été très agréable de travailler à leur côté.

Je remercie également Anaïs, Caroline, Sébastien, Thomas, Dominique, Pierre, Jean-Julien et Alan. Ils m'ont accueilli très gentiment dès le premier jour et ont grandement contribué à mon intégration que ce soit au sein de l'observatoire ou dans cette nouvelle ville. Ils m'ont fait connaître Strasbourg de jour comme de nuit. Avec eux, j'ai passé d'agréables soirées sur Strasbourg.

Deux remerciements spéciaux à Dominique pour m'avoir vendu sa console de jeux, et à Jean-Julien pour avoir étayé ma connaissance sur les comics, mais aussi sur d'autres sujets pour lesquels j'étais néophyte.

Je remercie aussi tous mes amis de Toulouse et de Marseille : Virginie et Vincent, Marie et Bruno, Flora et Christophe, Marion et Benoît, Olivier, Xavier, Laurent, Nicolas et Sébastien. Ils m'ont soutenu durant toute ma thèse, et étaient même plus confiants que moi son issue finale.

Enfin, je remercie mes parents et toute ma famille qui m'ont supporté durant cette thèse. Parfois cela a été assez difficile, surtout vers la fin, puisque tout le monde était des plus stressé, sauf mon frère (frappé d'un flegme incroyable). Mais au final, tout le monde est satisfait.

Je voudrais particulièrement remercier mon frère, Julien, qui a contribué à m'empêcher de rester trop focalisé sur mon travail. Il m'a fait découvrir Pink Floyd, Laurent Garnier, m'a envoyé des jeux vidéos, des animes japonais et de nombreux comics. Grâce à lui, j'ai réussi à ne pas perdre la tête durant cette période. Grâce à lui aussi, ou même à cause de lui, je suis devenu un accro de la série Uncanny X-Men et des séries annexes. A ce sujet, je voudrais remercier Stan Lee et Jack Kirby pour avoir créé ce comics, mais aussi Chris Claremont qui a permis à ce titre d'être l'un des plus lu à travers le monde. Il a aussi écrit les plus grandes aventures de ce groupe de mutants, rejetés par une humanité qui ressemble très fortement à notre réalité.



*It does not do to leave a live dragon out of your calculations, if you live near him.*  
*The Hobbit, J.R.R. Tolkien*

*Prie les dieux, mais ne compte pas sur eux*  
Miyamoto Musashi



# Chapitre 1

## Introduction

### 1.1 Histoire de l'Univers

La formation de l'Univers peut être en grande partie expliquée par le modèle cosmologique dit de "concordance". L'Univers se serait formé à partir d'une singularité qui aurait explosé : c'est le Big Bang. Il aurait créé simultanément le temps, l'espace et la matière. Au tout début, les 4 interactions fondamentales (électromagnétique, forte, faible et gravitationnelle) sont unifiées et s'exercent sur un milieu énergétique de nature inconnue. Notre Univers est en expansion, ce qui s'accompagne d'un refroidissement du fluide cosmique. La conséquence de tout ceci est le découplage au fur et à mesure des différentes interactions entre elles et la formation progressive des constituants de la matière. Toutes les étapes de la formation de notre Univers peuvent être résumées de cette façon :

$t = 0$  : **Big Bang**  $T > 10^{32}\text{K}$  et  $E > 10^{19}\text{GeV}$ .

$t = 10^{-43}\text{s}$  : **Epoque de Planck** les 4 interactions fondamentales sont unifiées. C'est à partir de cette époque que les lois de la Physique peuvent s'appliquer.

$t = 10^{-39}\text{s}$  : **Epoque de la Grande Unification**  $T = 10^{30}\text{K}$  et  $E = 10^{17}\text{GeV}$  ; l'interaction gravitationnelle se différencie de l'interaction Grande Unifiée et début de l'inflation. L'inflation est une courte période pendant laquelle l'Univers a subi une accélération exponentielle.

$t = 10^{-34}\text{s}$  :  $T = 10^{29}\text{K}$  et  $E = 10^{16}\text{GeV}$  ; découplage de l'interaction forte et de l'interaction électrofaible ; création des quarks et des leptons.

$t = 10^{-9}\text{s}$  :  $T = 10^{15}\text{K}$  et  $E = 100\text{GeV}$  ; découplage de l'interaction faible et de l'interaction électromagnétique.

$t = 10^{-3}\text{s}$  :  $T = 10^{12}\text{K}$  et  $E = 100\text{MeV}$  ; début de la création des nucléons : nucléosynthèse primordiale.

$t = 10^3\text{s}$  :  $T = 10^9\text{K}$  ; formation des noyaux à partir des nucléons.

$t = 300000\text{ans}$  : découplage matière photons, l'Univers devient transparent.

$t = 10^6\text{ans}$  :  $T = 4000\text{K}$  ; formation des atomes.

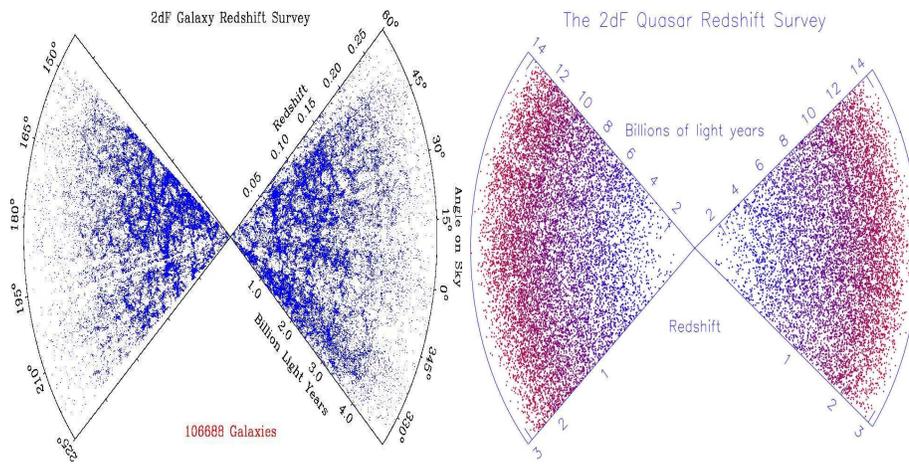
$t = 10^9\text{ans}$  :  $T = 1\text{K}$  ; formation des galaxies.

$t = 9.1 \times 10^9\text{ans}$  : formation du système solaire.

$t = 9.15 \times 10^9$  ans : formation de la Terre.

$t = 13.7 \times 10^9$  ans : âge actuel de l'Univers

Le modèle de concordance est basé sur le modèle du Big Bang chaud. Il repose sur deux hypothèses : la gravitation, qui est à l'origine des grandes structures et le principe cosmologique. Ce principe dit que l'Univers est homogène et isotrope. L'isotropie de l'Univers est bien confirmée par les observations. Le rayonnement cosmologique résiduel en est un bon exemple. Les fluctuations sont uniformément réparties sur tout le ciel et les fluctuations sont de l'ordre de  $\Delta T/T \approx 10^{-5}$ . Les distributions des galaxies, des quasars et des radiosources montrent aussi une forte isotropie, principalement aux grandes échelles (figure 1.1). L'hypothèse de l'homogénéité est plus dure à prouver. La partie droite de la figure 1.1 montre que les quasars sont distribués de façon homogène. C'est aussi le cas pour le relevé des galaxies, mais à partir de 200 Mpc environ. Avant, la distribution des galaxies est plutôt inhomogène.

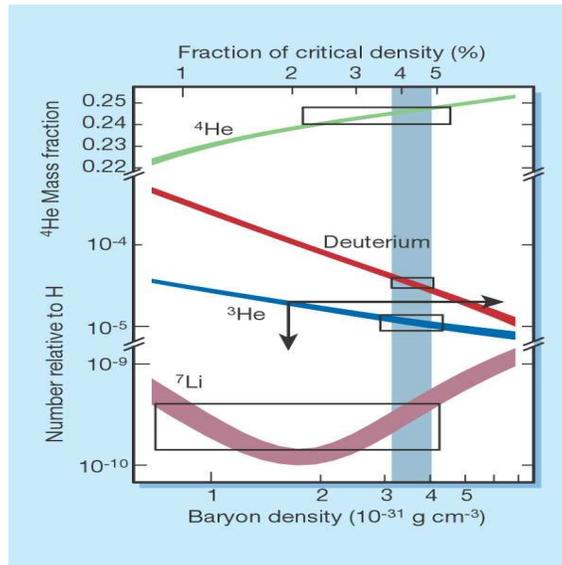


**FIG. 1.1** - Gauche : relevé des galaxies obtenu par le 2dF (Colless et al., 2001). Droite : relevé des quasars par le 2dF (Croom et al., 2005).

Le modèle du Big Bang trouve sa justification par trois faits observationnels, qui sont la nucléosynthèse primordiale, son expansion et le fond diffus cosmologique (CMB : *cosmic microwave background*).

La nucléosynthèse primordiale permet d'expliquer le taux d'hélium dans notre Univers. En effet, l'hélium ( $^4\text{He}$ ) se forme à l'intérieur du noyau des étoiles. Or, la proportion d'hélium dans tout l'Univers est plus importante que celle formée dans l'ensemble des étoiles. Ce résultat indique qu'il faut une source extra-stellaire. La théorie du Big Bang chaud donne les conditions initiales nécessaires à une telle formation d'hélium. La nucléosynthèse primordiale est le début de la formation des atomes légers à partir des constituants de la matière (protons, neutrons et électrons). La théorie du Big Bang prédit que, durant les premiers instants, l'Univers était très chaud. Une seconde après l'explosion primordiale, la température était de  $10^{12}\text{K}$  et l'Univers était constitué d'un mélange de neutrons, protons, électrons, positrons, photons et neutrinos. L'Univers a continué à se refroidir et, à partir de  $T = 10^9\text{K}$ , l'hydrogène et le deutérium se sont formés. Au bout de trois minutes, la plupart du deutérium a formé l'hélium. Il apparaît aussi à cet instant les premières traces de lithium. Cependant, les rapports entre les différents

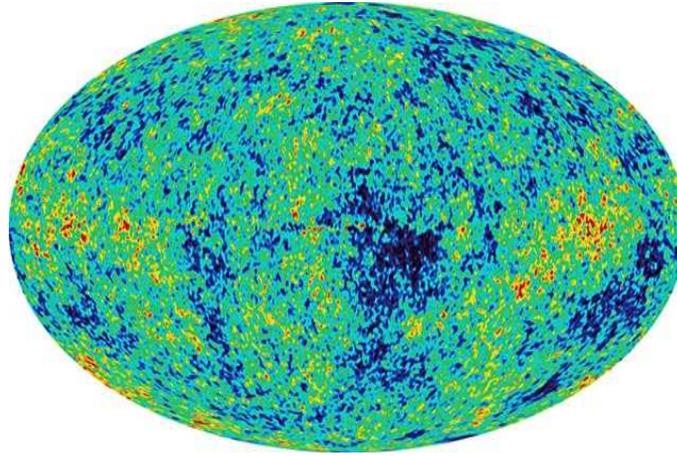
constituants de l'Univers, au tout début, dépendent de la densité de matière baryonique. La figure 1.2 montre l'évolution de ces éléments en fonction de la densité de matière baryonique. On constate que la courbe de  $^4\text{He}$  possède un palier. Ceci signifie que la formation d'hélium est peu sensible à la densité de matière de départ. Ce palier nous indique que  $\approx 24\%$  de la matière contenue dans l'Univers va former du  $^4\text{He}$ . Cette valeur est très proche de l'estimation faite par les observations (Izotov & Thuan, 1998), qui est  $0.244 \pm 0.002$ .



**FIG. 1.2** - Abondances des premiers éléments chimiques créés lors de la nucléosynthèse primordiale. Ces abondances sont fonction de la masse baryonique contenue dans l'Univers juste après le Big Bang (Charbonnel, 2002).

En 1929, Edwin Hubble montra que l'Univers est en expansion. Il étudia des galaxies avec le télescope du Mont Wilson. Il découvrit qu'elles s'éloignaient toutes de nous et que leur vitesse d'éloignement était proportionnelle à leur distance (Hubble, 1929). Plus les galaxies sont loin, plus elles s'éloignent rapidement de nous. Il trouva aussi que la lumière, qui nous parvient de ces galaxies, est décalée vers le rouge, vers les grandes longueurs d'onde. On appelle cela la *redshift*. Tout ceci indique que l'Univers est bien en expansion. Un autre fait observationnel, qui confirme cette expansion, est donné par les supernova de type Ia. Leurs courbes de lumière sont décalées dans le temps d'un facteur fonction du *redshift*. Ceci est une conséquence de la dilatation du temps, donc de l'expansion de l'Univers.

Une autre preuve en faveur du modèle du Big Bang est la présence du fond diffus cosmologique. Il représente le moment où les photons et la matière se sont découplés. Avant ce découplage l'Univers était opaque ; la matière et les photons interagissaient entre eux. Ce fond peut être considéré comme une relique radiative provenant de la "boule de feu" du Big Bang. L'existence du CMB a été prédite par George Gamov en 1948 et par Ralph Alpher et Robert Herman en 1950. Ils avaient calculé une température pour ce fond d'environ 3K. Il a été observé pour la première fois par Penzias & Wilson (1965) avec une température de 3.5K. La figure 1.3 est l'image du CMB obtenue récemment avec le télescope WMAP. Les irrégularités ont des amplitudes de l'ordre de  $10^{-5}$ .



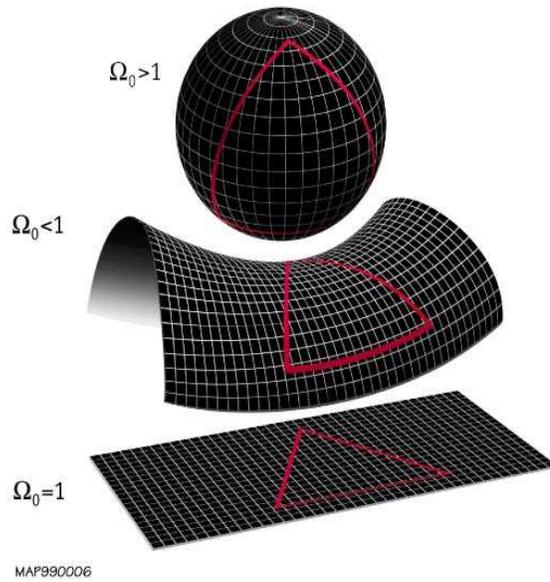
**FIG. 1.3** - Cette image représente la carte obtenue avec WMAP, qui montre bien les inhomogénéités du fond diffus cosmologique.

Toutefois, le modèle standard ne peut rendre compte à lui tout seul de certains faits observationnels de façon satisfaisante, comme par exemple la platitude de l'Univers, le problème de l'horizon et l'origine des grandes structures de l'Univers. Une conséquence du modèle du Big Bang est que le coefficient de densité cosmologique ( $\Omega_0 = \rho / \rho_{crit}$ ) devrait décroître, et être plus petit que l'unité. Cependant, les observations indiquent que la densité d'énergie ( $\rho$ ) est du même ordre que la densité critique ( $\rho_{crit}$ ).  $\Omega_0$  est très proche de 1, donc la courbure de l'Univers est nulle (figure 1.4). Des estimations de  $\Omega_0$ , données par l'étude du rayonnement cosmique fossile, donnent  $\Omega_0 - 1 < 10^{-16}$  lors de la nucléosynthèse et  $\Omega_0 - 1 < 10^{-64}$  à l'époque de Planck, ce qui semble très surprenant.

Un deuxième problème est celui de l'horizon. Du fait de l'âge fini de l'Univers et de la vitesse limite de la lumière, il existe une distance maximale parcourue par un photon depuis l'origine de l'Univers. Cette distance s'appelle donc l'horizon ou rayon de Hubble ( $H^{-1}(t)$ ). Il correspond à la taille de l'Univers observable. A la surface de dernière diffusion, la taille de l'horizon équivaut à celle attendue à  $z = 1000$ ; la dimension angulaire du ciel est de l'ordre de  $2^\circ$ . Ceci veut dire qu'on ne devrait pas avoir des événements ayant des liens causaux sur des échelles angulaires supérieures à  $2^\circ$ . Or le fond diffus cosmologique contredit cela puisqu'il montre une isotropie sur tout le ciel, avec des fluctuations de l'ordre de  $10^{-5}$ .

Le modèle standard cosmologique ne peut aussi expliquer la formation des grandes structures de l'Univers. Elles sont créées à partir de perturbations de densité, provoquées par une instabilité gravitationnelle du milieu. Ces fluctuations grandissent suivant le facteur d'expansion de l'Univers,  $a(t)$ , qui est proportionnel à  $t^n$  (avec  $n < 1$  et  $t$  représente le temps). De son côté, le rayon de Hubble évolue suivant  $t^1$ . A grands *redshifts*, les perturbations, qui vont créer les grandes structures, peuvent être plus grandes que le rayon de Hubble. Or les processus physiques ne peuvent avoir lieu qu'à l'intérieur du rayon de Hubble. Il est donc difficile de comprendre quel a été le mécanisme pour arriver à créer ces structures.

Tous ces problèmes sont essentiellement dus au fait que le modèle du Big Bang suppose une expansion qui décélère. Une manière de résoudre les problèmes du modèle standard est d'introduire une phase d'accélération dans l'expansion de l'Univers : l'inflation. Cette idée fut



**FIG. 1.4** - Illustration de la topologie de l'Univers en fonction de la valeur de  $\Omega_0$ . Pour un  $\Omega_0 > 1$ , l'Univers est fermé et finira sa vie en s'effondrant sur lui-même (Big Crunch). À l'inverse, les Univers plat et ouvert ( $\Omega_0 = 1$  et  $\Omega_0 < 1$ ) seront en perpétuelle expansion.

proposée pour la première fois par Guth (1981) et Sato (1981) de façon indépendante. Elle a lieu très rapidement après l'explosion primordiale, et dure très peu de temps (entre  $10^{-35}$ s et  $10^{-32}$ s). Durant ce laps de temps, l'Univers subit une accélération exponentielle, qui multiplie sa taille d'un facteur  $10^{50}$ . L'inflation permet de résoudre le problème de la platitude de l'Univers car, quelque soit sa courbure initiale, une telle accélération conduit à une courbure observable proche de 0 ( $\Omega_0 = 1$ ). C'est comme si l'Univers avait oublié ses conditions initiales.

L'inflation permet aussi d'expliquer la création des grandes structures. Durant cette période, le facteur d'expansion de l'Univers augmente exponentiellement ainsi que les perturbations, mais pas le rayon de Hubble qui reste constant. Il va y avoir un moment où l'échelle des fluctuations va dépasser la taille du rayon de Hubble. Par contre, lorsque cette phase d'expansion est finie,  $a(t)$  redevient proportionnel à  $t^n$ , et  $H^{-1}(t) \propto t$ . Il va donc y avoir un moment où les fluctuations vont devenir plus petites que le rayon de Hubble et de nouveau le traverser. Toutefois, si, avant l'inflation, les perturbations sont quantiques alors, lors de la deuxième traversée de l'horizon, elles auront une taille susceptible de créer les grandes structures de notre Univers. Ainsi, la croissance des fluctuations va suivre les lois de la physique avant et après l'inflation, notamment le principe de causalité.

L'inflation permet aussi de résoudre le problème de l'horizon. Des zones liées causalement avant l'inflation, vont être étendues sous l'effet de l'inflation, allant même jusqu'à dépasser le rayon de Hubble. Ainsi, après cette accélération, une plus grande partie de l'Univers sera liée causalement, et donc il sera isotrope comme le montre le CMB.

Une mission récente, WMAP, a mesuré avec précision ce fond et a permis une meilleure compréhension de notre Univers (en attendant la mission Planck). Les principaux résultats de

WMAP sont (Spergel et al., 2003) :

- âge de l’Univers :  $13.7 \text{ Gyr} \pm 1\%$
- première lumière d’une étoile : 200 millions d’années
- carte prise à 379 000 ans après le Big Bang
- composition de l’Univers : 4% matière baryonique, 23% matière noire froide non baryonique, 73% énergie noire. L’énergie noire semble être plus une constante cosmologique qu’un champ d’énergie de pression négative, appelé quintessence, mais cette hypothèse n’est pas totalement remise en cause.
- constante de Hubble :  $71 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1} \pm 5\%$  ; elle mesure le taux d’expansion de l’Univers.
- preuve d’une inflation, Univers plat  $\pm 2\%$ . Ceci prédit une densité pour l’Univers proche de la densité critique.

Le modèle de concordance (Big Bang chaud + inflation) est donc le meilleur moyen actuel pour expliquer la formation de notre Univers, mais il reste encore de nombreux points non élucidés. Citons, par exemple, l’inhomogénéité de l’Univers aux petites échelles, ou la nature de la matière noire et de l’énergie noire. Il existe aussi d’autres théories qui tentent d’expliquer la formation de notre Univers sans la présence du Big Bang, comme le modèle d’un Univers quasi-stationnaire ou un Univers neutrino. Pour la suite, je me place dans le modèle de concordance pour expliquer la formation des galaxies.

## 1.2 Formation des galaxies

La formation et l’évolution des galaxies restent toujours un sujet d’actualité en astrophysique. Certes les processus physiques commencent à être compris, mais il reste encore des questions en suspens. Notre meilleure compréhension de l’histoire des galaxies est due à la fois au développement d’instruments de plus en plus précis et sophistiqués, mais aussi par une forte progression des outils informatiques qui permettent de réaliser des simulations numériques prenant en compte de plus en plus de processus physiques, donc se rapprochant toujours un peu plus de la réalité. Toutefois, tout ceci ne suffit pas pour tout expliquer. C’est le cas de la formation des galaxies où plusieurs modèles sont possibles. La plupart de ces modèles font intervenir la matière noire, et supposent qu’elle n’interagit que gravitationnellement avec la matière baryonique. Toutefois, sa nature reste encore inconnue et, par conséquent, ses propriétés physiques et sa façon d’interagir avec l’environnement le sont aussi.

### 1.2.1 La matière noire

Le premier à avoir prédit l’existence de la matière noire est l’astronome suisse Fritz Zwicky. Il étudia des galaxies dans l’amas de Coma (Zwicky, 1933). En mesurant la vitesse de rotation des galaxies du bord de l’amas et en utilisant le théorème du viriel, il obtint une estimation de la masse totale de cet amas. Toutefois, en estimant cette même masse à partir de la luminosité émise par chacune, il trouva une différence. L’estimation par le théorème du viriel donnait une masse 400 fois plus importante. La gravité, créée par les galaxies visibles, était trop faible pour rendre compte des orbites de certaines galaxies. Il en déduit qu’il n’y avait pas assez de matière lumineuse pour rendre compte de la non-destruction de ces galaxies, et conclut à la présence de matière invisible. Elle augmenterait de manière non négligeable le potentiel gravitationnel

de la galaxie, et ainsi pourrait expliquer les valeurs élevées des vitesses de rotation. Un autre exemple de la présence de matière noire dans notre Univers est donné par la figure 1.5 qui est un exemple de courbe de vitesse de rotation d'une galaxie : NGC 3198. Si cette galaxie n'était formée que de matière baryonique, son profil serait similaire à celui du modèle de disque. Hors, les observations (points) montrent un profil plat jusqu'à 30 kpc. Il est possible de les ajuster en rajoutant au disque stellaire, de la matière noire distribuée selon un modèle de halo. Enfin, une autre preuve de l'existence d'une matière cachée est fournie par la comparaison de la densité critique de l'Univers avec la densité totale de matière galactique. La densité des galaxies est obtenue à partir de la mesure de la luminosité totale de l'Univers, réalisée à l'aide de grands relevés comme le 2dF ou le SDSS. On obtient un ordre de grandeur pour la densité de matière dans l'Univers de l'ordre de  $\rho_{gal} = 10^{-31} h^2 \text{g.cm}^{-3}$ . La densité critique actuelle de l'Univers est quant à elle obtenue avec la relation :

$$\rho_c = \frac{3H_0^2}{8\pi G} \quad (1.1)$$

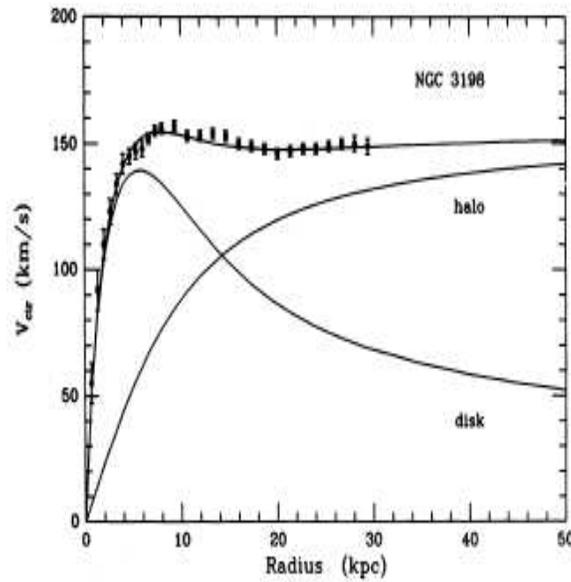
soit  $\rho_c \approx 2 \times 10^{-29} h^2 \text{g.cm}^{-3}$ . Le rapport des deux densités, s'appelle le paramètre de densité cosmologique  $\Omega_{gal}$

$$\Omega_{gal} = \frac{\rho_{gal}}{\rho_c} \approx 0.04 \quad (1.2)$$

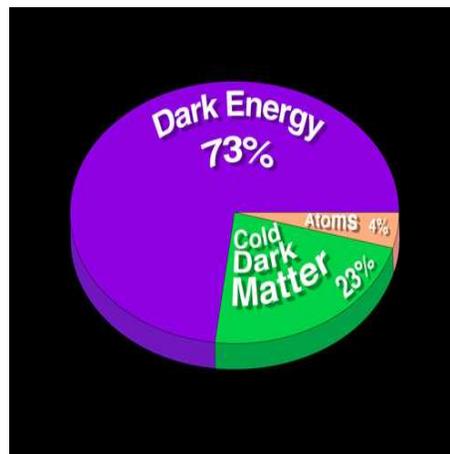
Ceci nous montre que la matière baryonique visible ne représente que 4% de tout l'Univers. Une grande partie de la masse de notre Univers nous est donc inconnue. La figure 1.6 indique la proportion des constituants de l'Univers. Elle indique que la matière noire représente 23% de la totalité de l'Univers. C'est donc une partie non négligeable de l'Univers. Il est donc important de mieux connaître sa nature et son interaction avec la matière baryonique pour comprendre la formation des galaxies. De nombreux projets, en physique des particules comme en astrophysique, tentent de répondre à cette question. En ce moment, le candidat le plus intéressant sont les WIMPS (*Weakly Interacting Massive Particles*). Ces particules sont prédites par la physique des particules. Elles se formeraient juste après le Big Bang, et auraient un comportement différent de la matière baryonique. Elles n'interagiraient qu'à travers la gravité et l'interaction faible. Du fait qu'elles ne sont pas sensibles à l'électromagnétisme, elles ne pourraient ni être vues, ni interagir avec la matière baryonique. De plus, elles seraient très massives comparées aux autres particules. Elles auraient donc des vitesses de déplacement peu élevées ; ce seraient donc des particules froides. Cependant, leur existence n'a toujours pas été confirmée. Elles restent donc une solution possible parmi d'autres.

### 1.2.2 Modèle $\Lambda$ CDM

Les premiers scénarii de formation des galaxies ne font pas intervenir la matière noire. Ils cherchaient à trouver le mécanisme de formation de notre Galaxie en étudiant ses étoiles. Eggen et al. (1962) ont postulé que la formation des galaxies se faisait par condensation. Ils ont étudié le mouvement de 221 étoiles de notre Galaxie ayant des vitesses élevées, supérieures à  $100 \text{km s}^{-1}$ . Ils ont montré que plus les étoiles ont une faible métallicité, plus leur énergie d'oscillations verticales  $E_z$  et leur excentricité sont importantes, alors que leur moment cinétique  $L_z$  décroît. Ils en ont déduit que les étoiles de faible métallicité se situent préférentiellement dans le halo de la Galaxie, et inversement les étoiles de forte métallicité sont plus au centre de la Galaxie. La conclusion de ce papier est que les galaxies se forment par effondrement gravitationnel rapide d'un énorme nuage de gaz proto-galactique tournant et sphérique. Au départ, le nuage est



**FIG. 1.5** - Courbe de vitesse de rotation observée pour NGC3198 (points) et ajustement d'un modèle de galaxie (van Albada et al., 1985). Le modèle comprend une partie stellaire représentée par le disque, et le halo représente la matière noire. L'ensemble des deux ajuste bien les données.



**FIG. 1.6** - Proportions des différents constituants de l'Univers.

pauvre en métaux et est en chute libre sur lui-même. Une conséquence de cet effondrement est l'augmentation de son spin en raison de la conservation du moment cinétique. Ceci va condenser les étoiles pauvres en métaux ainsi que les amas globulaires du halo. Les supernovae, présentes dans le nuage, vont augmenter la métallicité de ce dernier. Après avoir diminué son rayon de départ par 10, le résultat est un nuage, riche en métaux, qui commence à s'aplatir pour former un disque tournant. A ce moment-là, le disque commence à se former, et la forme de la galaxie se dessine. Ils ont estimé à environ  $10^{10}$  ans la durée d'un tel effondrement.

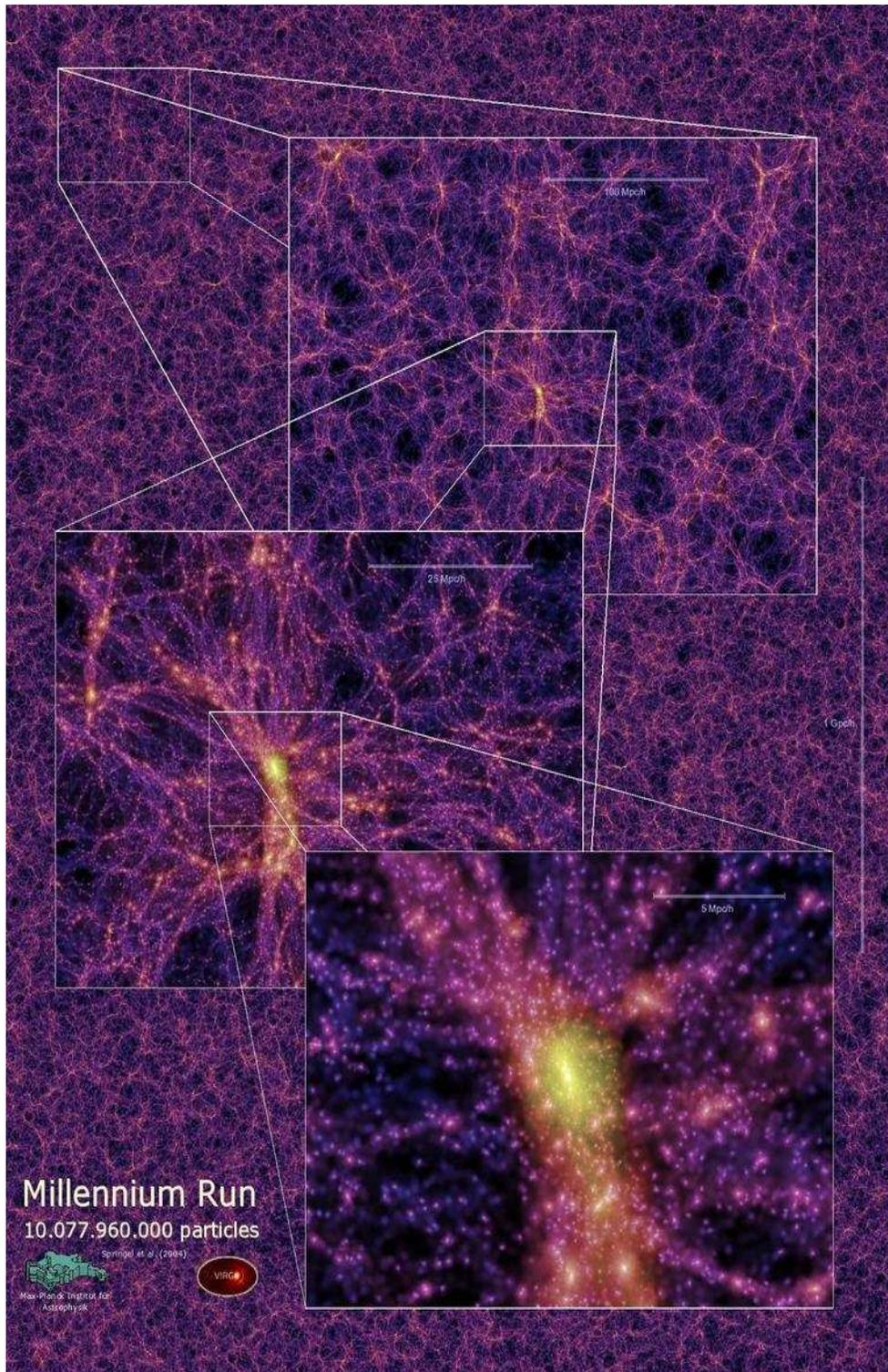
Searle & Zinn (1978) ont montré que les amas globulaires de notre Galaxie, se trouvant à une distance galactocentrique supérieure à 8 kpc ne possèdent pas de gradient radial d'abondance métallique. Les distributions d'abondance de ces amas globulaires sont indépendantes de la distance au centre galactique. De plus, elles ressemblent à celles des galaxies naines tournant autour de notre Galaxie. Pour expliquer ces observations, ils ont émis l'hypothèse que le halo de la Galaxie s'est formé à partir de fragments indépendants de masse  $\approx 10^8 M_\odot$ . Ses petites structures ont évolué de façon indépendante, et leur métallicité se détermine par le nombre d'événements d'enrichissement qui ont eu lieu à l'intérieur avant que les supernovae ne soufflent totalement le gaz. Ensuite, ces structures ont fusionné entre elles, créant ainsi le halo de la galaxie.

Historiquement, ce sont deux scénarii intéressants, mais qui ne sont plus d'actualité. Aujourd'hui, le modèle qui rend le mieux compte des observations est le  $\Lambda$ CMD (*Lambda Cold Dark Matter*) ou modèle hiérarchique. Il utilise à la fois des particules froides de matière noire (ayant des vitesses non relativistes) et une constante cosmologique qui représente l'énergie noire. Il est basé sur l'idée proposée par White & Rees (1978). Le principe est de former, en premier, des petites galaxies, et ensuite les plus grandes : c'est le scénario dit *bottom-up*. Après l'inflation, les fluctuations du milieu peuvent, par instabilités gravitationnelles, devenir de plus en plus importantes et ainsi créer de petits halos de matière noire. Les inhomogénéités, montrées par le CMB, sont une preuve de la croissance de ces fluctuations. C'est à l'intérieur de ces halos de matière noire que se trouve la matière baryonique, et que se forment les galaxies. Ces structures de matière noire ont des masses avoisinant les  $10^8 M_\odot$ . Les simulations numériques ont montré que la densité du halo de matière noire avait une forme "universelle", comme celle proposée par (Navarro et al., 1996, 1997). Ce modèle (NFW) s'exprime de la façon suivante :

$$\frac{\rho}{\rho_c} = \frac{\delta_c}{(r/r_s)(1+r/r_s)^2} \quad (1.3)$$

où  $\rho_c$  représente la densité critique,  $r_s$  un rayon d'échelle et  $\delta_c$  une densité dépendant de  $r_s$ . Le seul paramètre libre de ce modèle est la concentration, défini par  $c = R_{200}/r_s$ , pour une masse de halo donnée (avec  $R_{200}$  le rayon à l'intérieur duquel la densité moyenne est 200 fois supérieure à la densité critique). Cette concentration est directement liée à la masse initiale du halo de matière noire. Toutefois, il existe d'autres modèles possibles pour la distribution de la densité de matière noire comme ceux proposés par Moore et al. (2001) ou Fukushige et al. (2004), qui ne diffèrent du modèle NFW que par le choix de l'exposant de la loi de puissance. Ces halos de matière noire vont ensuite fusionner entre eux pour former des halos plus importants, qui seront le support de galaxies massives, comme la Voie Lactée. Les halos les plus massifs vont continuer à accrétier les plus petits et ainsi grossir. Dans ce modèle de formation des galaxies, les petits halos de matière noire sont donc considérés comme les briques élémentaires des galaxies de notre Univers. D'autres études ont aussi montré qu'il existe le même type d'universalité pour le profil du moment cinétique (Bullock et al., 2001) et pour l'histoire d'accrétion de masse (van den Bosch, 2002).

Le modèle  $\Lambda$ CDM permet de retrouver des résultats importants, comme la formation des grandes structures filamentaires de l'Univers (figure 1.7). Les observations à grand *redshift* ont montré que les galaxies sont regroupées en amas de galaxies, et que ces amas sont connectés entre eux par de grands filaments de matière. En partant de fluctuations gaussiennes du fond cosmique dans les simulations, il est possible de reproduire ce type de structures avec une telle précision qu'il est parfois difficile de distinguer les observations des simulations.



**FIG. 1.7** - Résultat de la simulation Millenium (Springel et al., 2005). Cette image montre la distribution de la matière noire dans l'Univers, avec la formation des filaments à grande échelle. Aux intersections de ces filaments se trouvent des concentrations de galaxies, appelées amas de galaxies (points lumineux).

Une étude qui a montré que le modèle  $\Lambda$ CDM pouvait former des galaxies spirales est celle de Abadi et al. (2003a,b). Ils ont créé une galaxie avec deux composantes bien distinctes, un disque en rotation formé d'étoiles jeunes, et un halo sphérique constitué d'étoiles vieilles. Leurs simulations comprenaient à la fois de la matière noire et de la matière lumineuse. Au départ, la matière lumineuse est sous forme de gaz au centre des halos de matière noire. Sous l'effet de la gravitation et par effondrement dissipatif, le gaz se contracte et forme des étoiles. Dans la simulation, lorsqu'une certaine densité de particules de gaz est atteinte, ils considèrent qu'une étoile est créée. Au bout de  $3 \times 10^7$  ans, elle explose en supernova, simulée par l'éjection des particules. Cette simulation prend donc en compte de nombreux effets physiques qui influent sur la formation des étoiles et des galaxies. Il y a la gravité de la matière noire, du gaz et des étoiles, la pression hydrodynamique, les chocs, le refroidissement par effet Compton et radiatif, ainsi que le chauffage par le fond UV photoionisant (Navarro & Steinmetz, 1997, 2000). La galaxie est créée par une succession de fusions se déroulant à grands *redshifts*, suivie par une phase calme après  $z \approx 1$ . Les profils des deux composantes de la galaxie sont bien ajustés par un modèle exponentiel pour le disque et par une loi de la forme  $R^{1/4}$  pour le sphéroïde. Ils ont aussi trouvé qu'elle a les propriétés photométriques d'une galaxie de type Sab, mais pas les propriétés dynamiques. Elle tourne trop rapidement et sa courbe de vitesse de rotation est dominée par le halo en son centre et diminue avec la distance. Il y a aussi un problème au niveau du moment cinétique de la matière lumineuse qui est bien en-deçà de la valeur habituelle pour ce genre de galaxies avec la même vitesse de rotation. La plupart des différences entre cette galaxie simulée et les observations provient du fait que le halo est trop massif, dense, et tourne trop lentement. Tous ces problèmes sont principalement dus, d'après les auteurs, aux processus de rétroaction (comme les supernovae). Ils ne sont pas suffisamment efficaces. Il y a trop d'étoiles qui se forment très tôt, ce qui crée un disque et un bulbe moins importants. Malgré des problèmes encore non résolus, les simulations de Abadi et al. (2003a) et de Springel et al. (2005) montrent que le scénario de formation des galaxies, le modèle  $\Lambda$ CDM, est sûrement la bonne approche.

### 1.2.3 Problème du modèle $\Lambda$ CDM et modèles alternatifs

Ce modèle de formation de galaxies n'arrive pas encore à tout expliquer, notamment aux petites échelles. Le premier problème est la forme du cœur du profil du halo de matière noire. Les observations des galaxies naines et LSB (à faible brillance de surface) indiquent que leur cœur est plat (de Blok et al., 2003), contrairement au modèle NFW qui est piqué en son centre (Navarro et al., 1997). Un second problème concerne le moment cinétique des galaxies. Les simulations prévoient que lors de la formation des galaxies, la matière baryonique, en se condensant, transfère une partie de son moment cinétique au halo de matière noire par friction dynamique. Cependant, la quantité d'énergie transférée est très importante. La conséquence est que les disques galactiques, ainsi formés, ont des rayons trop petits comparés aux observations (Navarro & Steinmetz, 2000). Le troisième gros problème du modèle  $\Lambda$ CDM est le nombre trop important de galaxies satellites prédites aux petites échelles (Moore et al., 1999; Klypin et al., 1999). Par comparaison aux observations, il y a 10 fois trop de galaxies naines autour des galaxies massives, comme la Voie Lactée.

Il est toutefois possible de remédier partiellement à ces problèmes en introduisant, dans les simulations, des processus physiques dits de rétroaction. Ils vont empêcher que tout le gaz ne s'effondre complètement sur lui-même, en le chauffant suffisamment. Ces processus sont avant

tout les supernovae (Thacker & Couchman, 2001) et de puissants vents stellaires (Binney et al., 2001) ou des phénomènes de photoionisation (Bullock et al., 2000). Ils peuvent empêcher que la matière baryonique se contracte trop rapidement, réduire ainsi la friction dynamique et donc, la perte de moment cinétique du nuage de gaz. Lors de sa création, le disque galactique sera plus grand, ressemblant ainsi plus aux observations. Ces phénomènes peuvent aussi être utilisés pour tenter de résoudre le problème du trop grand nombre de sous-structures prédites. Par les supernovae et les vents stellaires, le gaz peut être éjecté des galaxies satellites, et ainsi supprimer la formation d'étoiles à l'intérieur de ces objets. Elles deviennent ainsi peu lumineuses, donc difficiles à observer.

Un autre moyen de résoudre les problèmes du modèle  $\Lambda$ CDM est d'inclure la présence de gaz froid autour des galaxies, comme réservoir de matière baryonique (Pfenniger et al., 1994; Pfenniger & Combes, 1994). Le fait d'accréter du gaz froid peut rendre moins piqué le profil de densité de la matière noire, mais aussi réduire la perte de moment cinétique. De plus, sa présence peut aussi expliquer la forme des courbes de rotation des galaxies sans faire appel à des halos de matière noire massifs. Il existe aussi d'autres théories de formation des galaxies, comme WDM (*Warm dark Matter*). Ce modèle utilise de la matière noire chaude (particules relativistes). Cela va avoir une conséquence importante sur la formation des galaxies, puisque ce sont les grandes structures qui se forment en premier. Les longs filaments vont ensuite se fragmenter, à des *redshifts* faibles, pour donner naissance aux petits halos de matière noire. L'avantage du modèle WDM est qu'il résout le problème de la surestimation des sous-structures dans le modèle  $\Lambda$ CDM (Colín et al., 2004), tout en donnant des résultats analogues aux grandes échelles (Colombi et al., 1996). Toutefois, d'autres problèmes restent encore non résolus. On peut notamment citer les deux plus importants, le cœur piqué des halos simulés (Colín et al., 2004) et le problème du moment cinétique (Knebe et al., 2002). Enfin, citons aussi la théorie MOND (*Modified Newtonian Dynamics*) qui est une alternative possible à la matière noire. Elle a été présentée pour la première fois par M. Milgrom dans trois papiers fondateurs (Milgrom, 1983c,a,b). Le principe est de modifier la loi de la gravitation en rajoutant un paramètre d'accélération d'échelle. En dessous d'une certaine valeur ( $a_0 = 10^{-8} \text{cm.s}^{-2}$ ), la gravité ne suit plus la loi de Newton. Le principal succès de MOND est de reproduire de façon précise les courbes de rotation des galaxies, sans l'introduction de la matière noire. Cependant, au niveau de la distributions des grandes structures de l'Univers, cette théorie ne rend pas bien compte des observations (Aguirre et al., 2001).

Tout ceci montre bien que la formation des galaxies n'est pas encore totalement comprise et que cela reste un domaine très vivant au sein de la communauté astrophysicienne. L'étude des mécanismes de formation stellaire, avec notamment le rôle joué par le gaz, est une des pistes les plus intéressantes pour la compréhension de la formation des galaxies. Intéressons-nous maintenant aux différents types de galaxies peuplant notre Univers.

### 1.3 Morphologie des galaxies

L'observation des galaxies a montré qu'elles n'ont pas toutes la même forme. Elles peuvent être classifiées suivant leur morphologie. La plus célèbre classification est le diapason de Hubble (figure 1.8). Il y a trois types de galaxies : les galaxies elliptiques (E), les galaxies irrégulières (Irr) et les galaxies spirales.

Pour les galaxies spirales il y a deux familles, les spirales dites normales (S) et les spirales

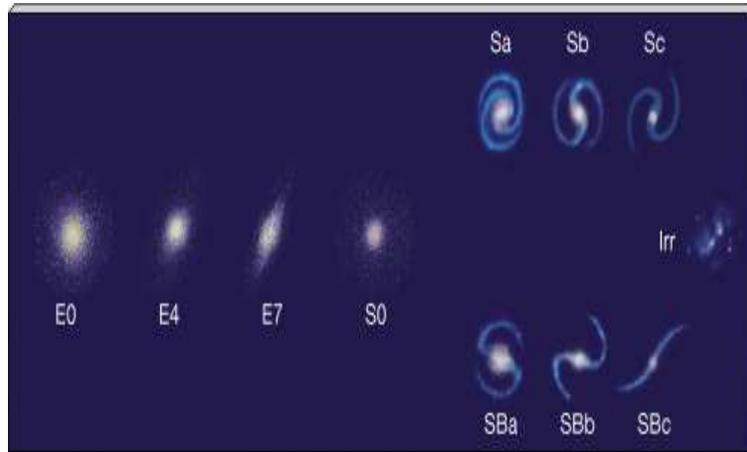


FIG. 1.8 - Classification de Hubble.

barrées (SB). Au centre de ces galaxies, se trouve le bulbe qui est la partie la plus brillante. Il a une forme ellipsoïdale et n'est pas aussi aplati que le disque. Il est principalement formé d'une population vieille d'étoiles, et ne possède pas de matière interstellaire. Dans le cas des galaxies SB, le bulbe est traversé par une barre d'étoiles. Le disque est principalement formé d'étoiles jeunes, avec un important milieu interstellaire, constitué de gaz et de poussières. Enfin, le halo stellaire a une forme sphéroïdale, et sa population d'étoiles est vieille. Les galaxies spirales possèdent toutes des bras spiraux qui s'enroulent dans le disque mince. Pour les galaxies S, ces bras sont rattachés au bulbe, alors que pour les galaxies SB c'est au niveau des extrémités de la barre, et ils sont en général moins enroulés. Dans chaque famille de galaxies spirales il y a une graduation (a, b, c) qui se fait selon plusieurs critères :

- importance relative du bulbe ; le rapport bulbe/disque décroît de a vers c ;
- résolution et proéminence des bras spiraux ;
- présence de gaz et de poussières, de régions ionisées et d'étoiles jeunes qui augmente de a vers c.

On parle de galaxies de type «précoce» pour les Sa et de galaxies «tardives» pour les Sc.

Les galaxies elliptiques possèdent une population d'étoiles vieilles, avec une faible présence de gaz ou de poussières. Elles n'ont pas non plus de moment cinétique, contrairement aux galaxies spirales. Pour les galaxies elliptiques, il existe aussi une classification : elle est basée sur le rapport des axes projetés. On calcule ainsi un indice valant

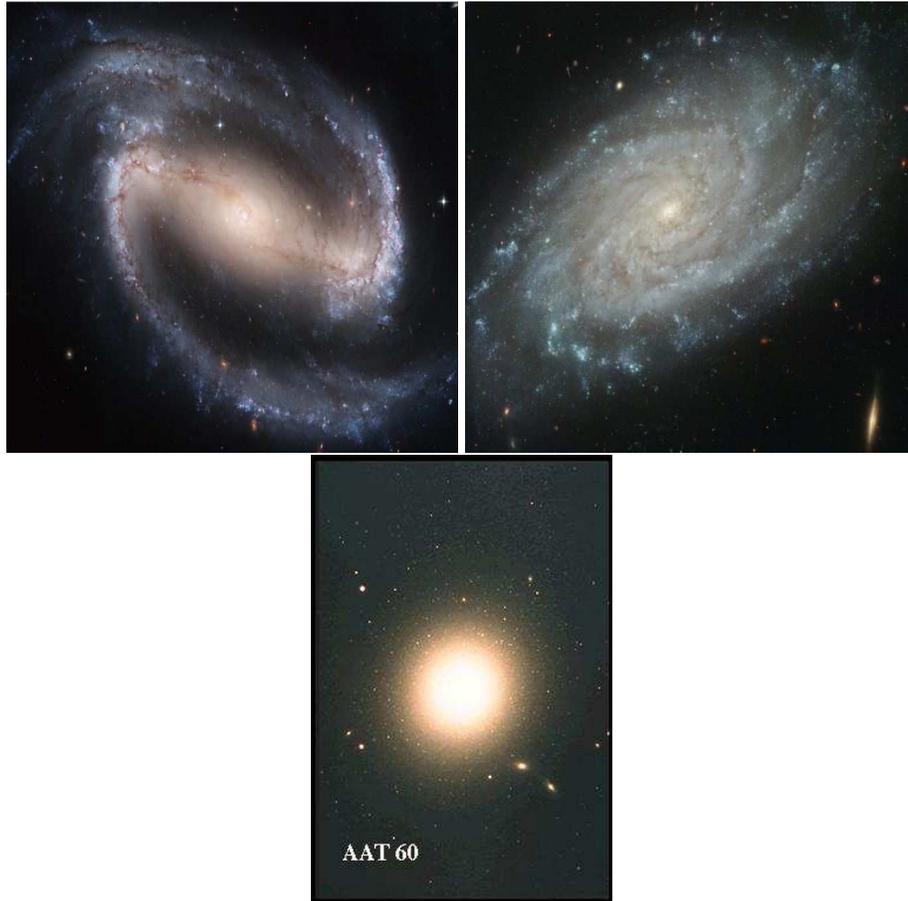
$$n = 10 \cdot \frac{a-b}{a} \quad (1.4)$$

avec a le demi-grand axe et b le demi-petit axe. Une galaxie elliptique aperçue ronde sera identifiée comme étant du type E0, alors qu'une galaxie très allongée sera classifiée E7. La figure 1.9 donne des exemples de galaxies spirales et elliptiques observées.

La liaison entre les galaxies elliptiques et les galaxies spirales est réalisée par les galaxies lenticulaires (S0). Elles ont un très gros bulbe ainsi qu'un disque mince aplati d'étoiles. Leurs étoiles sont principalement des populations vieilles. Elles sont pauvres en gaz et en poussières. La présence du disque les distingue des galaxies elliptiques mais elles ne possèdent pas de bras spiraux. Il existe une dernière famille de galaxies, les galaxies irrégulières. Elles n'ont pas de

structure propre ; elles ne possèdent pas de noyau, ni de bras spiraux, ni de disque. Par contre, elles ont une quantité très importante de gaz et sont souvent le siège d'une importante formation stellaire. La transition entre les galaxies irrégulières et les galaxies spirales est faite par les galaxies Sm ou SBm, qui sont des objets de type magellanique, c'est-à-dire qu'elles ont une forme semi-régulière, similaire à celle du petit ou du grand nuage de Magellan.

Maintenant, on va s'intéresser plus particulièrement aux galaxies peuplant notre voisinage proche.

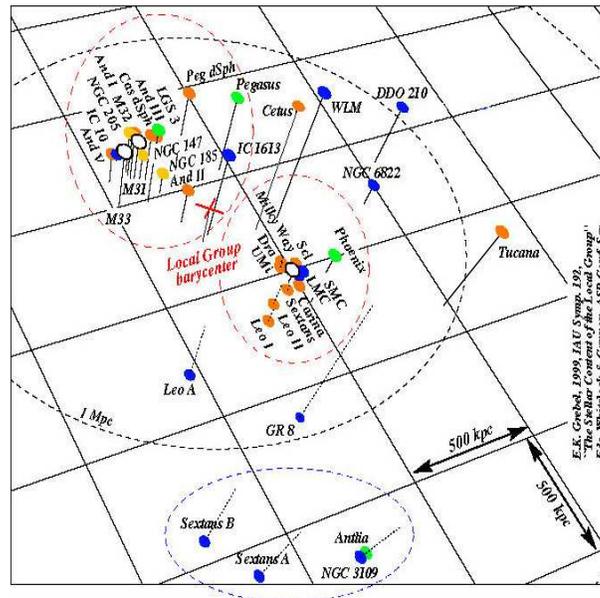


**FIG. 1.9** - Exemples de morphologies des galaxies. Les deux images du haut représentent la galaxie NGC1300 (à gauche, crédit : Hubble Heritage Team, ESA, NASA) et NGC3370 (à droite, crédit : Hubble Heritage Team, A. Riess (STScI), NASA). La première est une galaxie spirale barrée, alors que la seconde est simplement une galaxie spirale. L'images du bas est un exemple d'une galaxie elliptique. C'est la galaxie M87 (crédit : Anglo Australian Telescope photograph by David Malin).

## 1.4 Le Groupe Local

En se plaçant dans l'hypothèse du modèle hiérarchique, les galaxies naines peuvent être considérées comme les briques élémentaires de la formation des galaxies massives. L'étude des

propriétés de ce type de galaxies va donner des indications supplémentaires sur l'histoire de la formation de l'Univers. Le meilleur endroit pour les étudier est le Groupe Local (LG). Il est formé de deux grandes galaxies spirales, la Voie Lactée et la galaxie d'Andromède (M31), ainsi qu'une trentaine de galaxies naines gravitant autour d'elles, dont 11 autour de la Voie Lactée. La figure 1.10 montre la distribution spatiale de l'ensemble des galaxies dans ce groupe. Ces galaxies satellites se trouvent à de faibles distances de nous, ce qui permet d'avoir de bonnes observations, et notamment de pouvoir résoudre les étoiles contenues dans ces galaxies. Ainsi, il est possible d'avoir des informations sur leur structure, leur dynamique, sur la présence ou non de matière interstellaire, sur les abondances chimiques, sur leur histoire de formation stellaire, sur la présence ou non de halo de matière noire autour d'elles, et enfin sur leurs interactions passées, présentes et futures avec l'ensemble des galaxies du Groupe Local. De plus, c'est un échantillon représentatif car il possède de nombreux types morphologiques de galaxies, comme des galaxies irrégulières, sphériques, ellipsoïdales. Pour toutes ces raisons, il est très utile d'étudier notre environnement proche, pour approfondir notre compréhension de la formation des galaxies. L'un des meilleurs exemples est la découverte de la galaxie naine du Sagittaire par Ibata et al. (1994). Cette galaxie naine, qui se trouve juste derrière le bulbe de la Voie Lactée, a été la première observation directe du modèle hiérarchique. Elle est tombée dans le potentiel de notre Galaxie, et est en train de se faire accrêter. Cette accrétion est confirmée par l'observation d'une traînée de marée, formée par les étoiles arrachées de la galaxie du Sagittaire, autour de la Voie Lactée. Ceci montre le grand intérêt de l'étude du Groupe Local pour une meilleure compréhension des phénomènes physiques nécessaires à la formation des galaxies.



**FIG. 1.10** - Distribution spatiale des galaxies naines autour de la Voie Lactée et d'Andromède (Grebel, 1999).

Je vais maintenant décrire le Groupe Local suivant différents critères. Le premier critère est la taille de ce système. Une estimation du rayon du Groupe Local a été faite par Courteau & van den Bergh (1999). À l'aide de mesures de vitesses radiales des galaxies naines susceptibles

d'appartenir au Groupe Local, ils ont pu calculer sa masse en supposant qu'il est en équilibre viriel. Ils ont obtenu  $M_{LG} = (2.3 \pm 0.6) \times 10^{12} M_{\odot}$ . En utilisant la relation donnée par Sandage (1986) :

$$r_0(\text{Mpc}) = \left( \frac{8GT^2}{\pi^2} M_{LG} \right)^{1/3} \quad (1.5)$$

$$= 0.154T(\text{Gyr})M_{LG}(10^{12} M_{\odot}) \quad (1.6)$$

ils ont ainsi déterminé le rayon correspondant à la surface de vitesse nulle ( $r_0$ ). Il représente la limite entre le flot d'expansion de Hubble (mouvement global de l'Univers) et la contraction du Groupe Local. Comme l'Univers est en expansion, cette surface va varier avec le temps. En prenant  $T = 14 \pm 2 \text{ Gyr}$  comme âge du Groupe Local, ils ont ainsi trouvée le rayon  $r_0$  qui vaut  $1.18 \pm 0.15 \text{ Mpc}$ .

Une fois la taille du Groupe Local connue, il ne reste plus qu'à définir si une galaxie naine appartient ou non à ce groupe de galaxies. Trois critères sont généralement examinés :

- la distance de la galaxie naine doit être inférieure ou égale au rayon de surface de vitesse nulle ;
- elle ne doit pas être associée à un autre groupe de galaxies situé plus loin ;
- une galaxie naine appartenant au Groupe Local doit avoir une vitesse radiale quasi nulle par rapport au centre de masse du système.

Ce dernier point peut être illustré par la figure 1.11, tirée de l'article de Courteau & van den Bergh (1999). Elle représente la vitesse radiale des galaxies naines en fonction du cosinus de l'angle entre la galaxie satellite et le point apex du Soleil. Elle montre que la plupart des galaxies naines proches appartiennent au Groupe Local, même pour les cas du Sagittaire et de Leo I car elles se trouvent très proches de la Voie Lactée. Ceci montre que ce critère dynamique est peu précis, et qu'il est nécessaire d'avoir de meilleures mesures de vitesses radiales, mais aussi des mouvements propres de l'ensemble de ces galaxies.

Une galaxie naine est une galaxie avec une faible brillance de surface, et qui a une magnitude absolue plus petite que  $M_V \approx -18$  (Binney & Merrifield, 1998). On trouve trois types de galaxies naines présentes dans le LG :

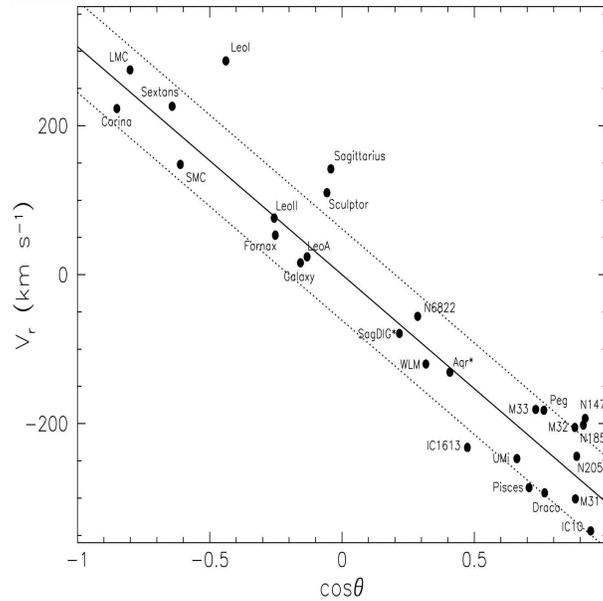
**elliptique (dE) :** sont les plus massives ( $M \approx 10^9 M_{\odot}$ ), les plus lumineuses ( $M_V < -17$ ), et se trouvent seulement autour de M31. Leur structure ressemble très fortement à celle des galaxies elliptiques avec une population stellaire vieille.

**sphéroïdale (dSph) :** ce sont les moins lumineuses avec une magnitude absolue moyenne  $M_V < -14$ , et les moins massives ( $M \approx 10^7 M_{\odot}$ ). Elles se trouvent en général très proches des grandes galaxies et possèdent une population stellaire vieille.

**irrégulière (dIrr) :** se situent dans les parties externes du LG et dans un nuage étendu. Des observations optiques ont montré que la structure de ces galaxies est dominée par des régions de formation d'étoiles et des associations OB. Ces nuages de jeunes étoiles se trouvent situés dans une distribution étendue et symétrique d'étoiles vieilles.

### 1.4.1 Milieu interstellaire dans les galaxies naines du LG

La plupart des galaxies naines du LG sont considérées comme étant pauvres en métaux, voire dépourvues d'hydrogène neutre. Les dE et les dSph ne révèlent aucune trace de HI (Mateo, 1998). Pour les dIrr, les observations montrent la présence de HI (entre 7% et 50% pour



**FIG. 1.11** - Vitesse radiale héliocentrique des galaxies du Groupe Local en fonction de  $\cos \theta$ , avec  $\theta$  la distance angulaire entre la galaxie et la position apex du Soleil. La ligne en trait plein représente le mouvement du Soleil, à savoir  $306 \pm 18 \text{ km s}^{-1}$ . Les pointillés montrent la dispersion de vitesse,  $\pm 61 \text{ km s}^{-1}$ . (figure prise de l'article de Courteau & van den Bergh 1999).

le rapport HI sur la masse totale). Toutefois, Blitz & Robishaw (2000) ont supposé que les galaxies naines possédaient de grand réservoir de gaz atomique, mais qu'il pouvait se trouver loin du centre de la galaxie ( $\approx 10 \text{ kpc}$ ), et pouvait très bien ne pas être centré sur elle. Cette hypothèse a permis d'associer des nuages de gaz à des galaxies naines qui au départ avaient été considérées comme étant dépourvues de gaz atomique. C'est le cas pour And III, And V, Leo I et Sextans. De nouvelles observations ont aussi permis de mieux détecter l'ensemble du nuage associé à une galaxie, en agrandissant le nuage par rapport à la galaxie. C'est le cas pour LGS3, Sculptor et Aquarius. Ces détections de nuages de gaz peuvent être une explication au problème de matière interstellaire dans les galaxies naines. En effet, certaines galaxies naines ont une population stellaire d'âge intermédiaire ( $\approx 7 - 9 \text{ Gyr}$ ), mais elles ont aussi des étoiles très jeunes, de quelques centaines de Myr seulement et aucune trace de gaz atomique. C'est en particulier le cas de Leo I ou de NGC 147. En comparaison, NGC 185, qui ressemble très fortement à NGC 147, possède un milieu interstellaire. Pour tenter d'expliquer la présence dans certaines galaxies d'un milieu interstellaire, l'idée proposée, avant l'article de Blitz & Robishaw (2000), est qu'il pouvait être créé par des sources internes, comme des nébuleuses planétaires ou des vents d'étoiles géantes rouges. Ces sources de gaz devaient aussi avoir une durée de vie relativement courte, entre 0.1 Gyr et 1 Gyr. Or, en étudiant de plus près NGC 185, il s'avère qu'elle possède des étoiles très jeunes, et même un reste de supernova. Tout ceci aurait dû contribuer à l'éjection du milieu interstellaire hors de la galaxie, ce qui n'est pas le cas. Il est aussi très improbable que le gaz soit complètement utilisé lors d'un épisode récent de formation stellaire dans ces galaxies naines, car les étoiles les plus jeunes de NGC 147 ont un âge supérieur à 1 Gyr.

L'idée de Blitz & Robishaw (2000) est donc une explication possible pour la différence entre NGC147 et NGC185. Lors de leur étude, ils ont aussi constaté que la détection d'hydrogène neutre ne se fait pas de façon directe dans ce style de galaxies comme Leo I et pourrait être une explication pour la non détection de HI dans d'autres galaxies.

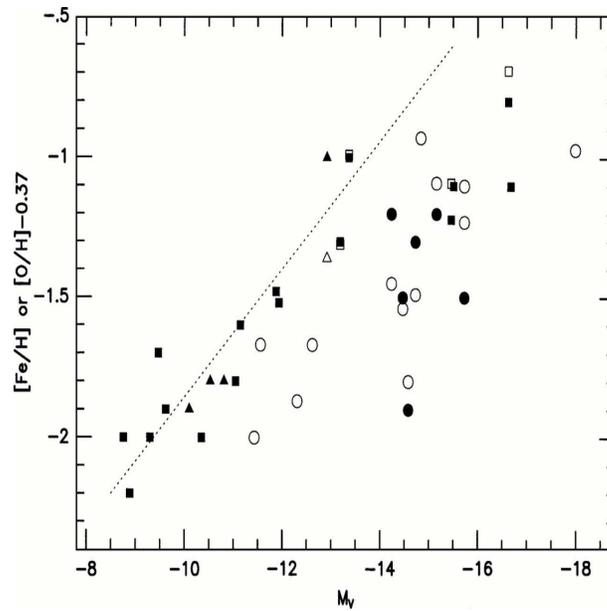
Certaines galaxies naines du LG sont riches en gaz. Le gaz HI est distribué dans des nuages regroupés près de régions actives de formation d'étoiles. Toutefois, ces nuages sont décalés de ces régions d'une distance variant entre 50 pc et 200 pc. A plus grande échelle, les observations montrent que le HI est distribué sous forme de cavités, entourées par une importante coquille. Ces cavités dans le milieu interstellaire peuvent être dues à la fois à des effets de photoionisation, des vents stellaires et des explosions de supernova d'étoiles de forte masse. Il semble y avoir deux comportements distincts entre les galaxies naines importantes, comme le LMC ou Holmberg II, et les plus petites galaxies, comme Sextans A et SagDIG. La distribution du HI dans les grandes galaxies montre plusieurs cavités et les coquilles peuvent s'entrechoquer et provoquer des zones de formation d'étoiles. Les structures des petites galaxies naines montrent au contraire une seule cavité centrale, englobant la partie optique de la galaxie.

Enfin, au sujet de la présence de poussières et de gaz moléculaires, il y a environ 25% des galaxies naines qui en possèdent. Les bandes du CO ont été détectées et il est confiné dans des nuages de diamètre  $< 50$  pc. De nombreuses galaxies naines ont aussi été observées par IRAS dans les bandes  $60\mu\text{m}$  et  $100\mu\text{m}$ . Elles montrent des traces de poussières et/ou une population stellaire  $< 10$  Myr. Il s'avère que les distributions spatiale et cinématique de la poussière, de l'émission CO, de HI et des zones de formation d'étoiles sont en général bien corrélées.

### 1.4.2 Abondances chimiques

Il est apparu, par les observations, que les galaxies naines les plus lumineuses sont les plus riches en métaux. Ce sont celles classées comme étant des dIrr. Ce phénomène est illustré par la figure 1.12 tirée de la revue de Mateo (1998). Elle représente l'abondance en [Fe/H] ou en oxygène ([O/H]) en fonction de la magnitude absolue  $V$  ( $M_V$ ) des galaxies. Sur cette figure, il y a deux groupes distincts, avec une séparation aux alentours de  $M_V = -13.5$ . Les galaxies naines ayant une magnitude plus faible (à gauche de la figure) sont majoritairement des dSph ou des galaxies de transition (dIrr/dSph), alors que celles avec une magnitude plus élevée sont principalement des dIrr.

L'étude des abondances chimiques dans les galaxies naines peut donner des indications sur leurs interactions avec la Voie Lactée, ainsi que sur sa formation. Un article important sur ce sujet est celui de Venn et al. (2004). Ils ont comparé les abondances en éléments lourds du disque mince, du disque épais, du halo et des étoiles rétrogrades de notre Galaxie avec celles des galaxies naines gravitant autour d'elle. La figure 1.13 provient de leur article et illustre une partie des comparaisons effectuées. Les carrés noirs représentent les valeurs pour les galaxies naines, alors que les points de couleurs sont pour les différentes composantes de la Voie Lactée. Ils en ont conclu qu'il n'y a pas de liens entre les populations stellaires de notre Galaxie et celles de ses satellites. Cette figure ainsi que l'article de Tolstoy et al. (2003) montrent aussi qu'il n'y a pas de grosse différence d'abondance entre les galaxies dSph. Elles semblent avoir eu les mêmes conditions initiales de formation, et une évolution stellaire similaires. Tolstoy et al. (2003) ont aussi indiqué que les âges des étoiles des galaxies dSph sont du même ordre de grandeur que ceux des amas globulaires de la Voie Lactée. Ils ont conclu que notre Galaxie ne s'est pas

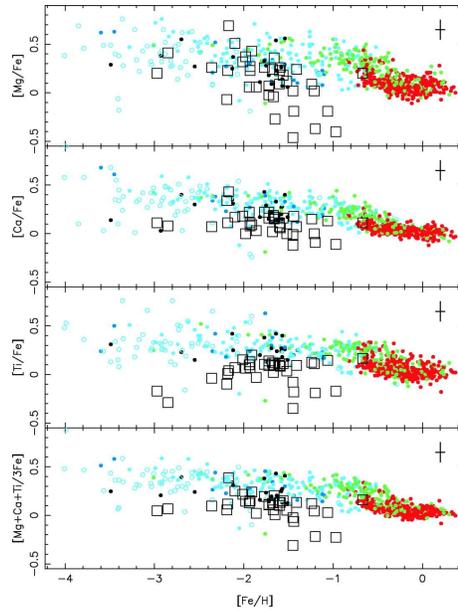


**FIG. 1.12** - Distribution des abondances chimiques des galaxies naines en fonction de leur magnitude. Les carrés représentent les mesures pour les dSph ou les dE, les triangles pour les galaxies de transition (dIrr/dSph) et les cercles pour les dIrr. Les symboles pleins montrent les abondances obtenues à partir de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , alors que les symboles vides mesurent l'abondance des galaxies avec  $[\text{O}/\text{H}]$ .

formée par des fusions tardives de galaxies naines, illustrées notamment par les simulations de Abadi et al. (2003a). Il y a donc un autre problème avec le modèle hiérarchique au niveau des abondances chimiques. Comment expliquer ces différences d'abondances chimiques entre les galaxies. Les étoiles du halo de la Voie Lactée sont vieilles, pauvres en métaux, et riches en éléments  $\alpha$  avec  $[\alpha/\text{Fe}] \sim 0.3$ . De leur côté, les galaxies dIrr ont une population plus jeune, plus riche en métaux, et une abondance en éléments  $\alpha$  du même ordre de grandeur que celle du soleil. Enfin les galaxies dSph ont une population vieille, pauvre en métaux et  $[\alpha/\text{Fe}] \sim 0.15$ . Le modèle  $\Lambda$ CDM peut-il rendre compte de toutes ces différences? Robertson et al. (2005) ont montré qu'il était possible d'y remédier. Ils expliquent la formation du halo stellaire de la Galaxie par l'accrétion de galaxies dIrr, il y a 10 Gyr. Ces galaxies irrégulières doivent avoir une durée de vie courte, former des étoiles rapidement, enrichir le milieu par des supernovae de type II, et posséder des étoiles avec de forts rapports  $[\alpha/\text{Fe}]$ . La galaxie accrétée doit ensuite être rapidement détruite, et ainsi éviter d'être contaminée par le fer apporté par les supernovae de type I. C'est un scénario satisfaisant, mais qui n'explique pas tous les rapports d'abondance observés.

### 1.4.3 Histoire de la formation stellaire

La connaissance de l'histoire de la formation stellaire dans les galaxies naines du Groupe Local est réalisée par l'utilisation conjointe de données photométriques et de modèles. Les observations permettent de tracer le diagramme couleur magnitude (CMD) de la galaxie, et ainsi



**FIG. 1.13** - Distribution de plusieurs composants  $\alpha$  en fonction de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  (Venn et al., 2004). Les points en bleu représentent les mesures du halo stellaire, ceux en rouge le disque mince et ceux en vert le disque épais. Les carrés vides sont les valeurs mesurées pour les galaxies naines du Groupe Local.

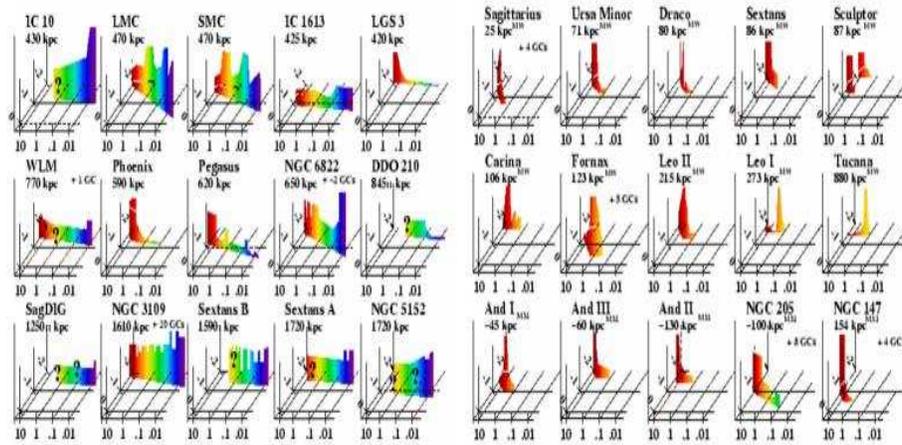
connaître les différentes populations stellaires présentes. Avec les modèles d'évolution stellaire, il est ensuite possible de savoir quelle est la durée de vie de ces populations. Par exemple, si le CMD montre distinctement une branche horizontale, il y a donc des étoiles avec une âge  $> 10$  Gyr. À l'inverse, la présence d'étoiles Wolf-Rayet indique une formation d'étoiles très récente  $< 10$  Myr. Les caractéristiques des autres populations stellaires susceptibles d'être observées dans les galaxies naines sont résumées dans Mateo (1998).

En regardant ainsi toutes les branches stellaires d'une galaxie naine, il est donc possible de savoir combien il y a eu d'épisodes de formations d'étoiles. La figure 1.14 illustre le taux de formation d'étoiles en fonction de l'âge et de la métallicité des dSph et les dIrr du Groupe Local. En examinant ces graphiques, il apparaît qu'il n'y a pas deux fois la même histoire de formation stellaire. Ceci montre que l'environnement autour de la galaxie joue un rôle important dans son évolution. Toutefois, ces galaxies ont toutes un point en commun : elles possèdent une population vieille ( $> 10$  Gyr).

#### 1.4.4 Problème des satellites manquants

La discussion précédente a montré que le meilleur modèle, le  $\Lambda$ CDM, a des difficultés à rendre compte de tous les faits observationnels, et notamment du nombre de galaxies satellites autour des plus massives. Le Groupe Local est le bon endroit pour étudier ce phénomène et tenter réconcilier les observations et la théorie.

Les observations des galaxies satellites autour de la Voie Lactée montre une anisotropie dans leur distribution spatiale. Elles semblent s'aligner le long de deux grands cercles (Lynden-



**FIG. 1.14** - Taux de formation d'étoiles (axe vertical) en fonction de l'âge (axe horizontal) et de la métallicité (axe diagonal) d'un échantillon de galaxies naines irrégulières (gauche) et de galaxies naines sphéroïdales (droite) (Grebel, 1997).

Bell, 1982b,a; Lynden-Bell & Lynden-Bell, 1995). Pour Kroupa et al. (2005), cette disposition des galaxies naines est un défi pour le modèle  $\Lambda$ CDM qui prédit une distribution isotrope de ces galaxies autour des galaxies massives. Toutefois, de récentes simulations arrivent à recréer l'anisotropie observée autour de notre Galaxie (Zentner et al., 2005; Libeskind et al., 2005). Ils ont démontré, à l'aide de simulations numériques de résolution élevée, que les halos de matière noire des sous-structures s'alignent préférentiellement avec le demi-grand axe de la galaxie centrale. De plus, les petits halos de matière noire, les plus massifs au départ, vont avoir une distribution très similaire à celle des galaxies satellites observées autour de la Voie Lactée, c'est-à-dire sous la forme d'un disque. Une autre conclusion apportée par ces deux articles, est l'alignement entre le demi-grand axe du disque de la distribution des galaxies satellites et celui de la galaxie hôte. La comparaison avec les observations implique que l'axe des pôles de la galaxie centrale soit aussi aligné avec le demi-grand axe, donc que le disque galactique soit perpendiculaire au disque des galaxies naines. Les simulations de Navarro & Steinmetz (1997) montrent qu'il est possible d'obtenir cette configuration numériquement.

Une autre façon de réconcilier les observations aux simulations est de chercher de nouvelles galaxies naines gravitant autour de la Galaxie. Il y en a 11 parfaitement déterminées (Mateo, 1998). Cependant, très récemment, deux nouvelles galaxies ont été découvertes, la galaxie du Grand Chien (Martin et al., 2004) et Ursa Major (Kleyna et al., 2005; Willman et al., 2005). Ces deux nouvelles galaxies posent la question de la complétude des galaxies naines autour de la Voie Lactée. Dans leur article, Willman et al. (2004) ont tenté de chiffrer le nombre total de galaxies susceptibles d'être découvertes. Ils estiment le nombre total de galaxies satellites entre 1.5 et 2 fois le nombre de galaxies connues. Pour justifier leur propos, ils supposent que la distribution radiale des galaxies naines autour de la Galaxie est la même que celle des galaxies autour de M31. De plus, ils considèrent que les galaxies, encore non observées, se situeraient à basse latitude galactique, puisque c'est la zone du ciel la plus encombrée, ou loin dans le halo externe. Dans ce dernier cas, elles ne seraient pas encore détectées car ce sont des galaxies peu lumineuses.

Tout ceci montre que la formation du Groupe Local n'est pas encore totalement comprise. Il y a encore de nombreux points de désaccord entre les observations et les simulations numériques. Dans un futur proche, deux missions spatiales importantes vont pouvoir apporter des informations supplémentaires, voire des réponses à ces problèmes. La première mission est Planck. Elle va étudier le CMB avec une résolution encore jamais atteinte. Ses résultats devraient donner encore plus de précision sur le spectre de puissance du fond. Il sera donc possible de mieux connaître la formation de l'Univers, en écartant les modèles physiques ne pouvant rendre compte des observations. La deuxième mission est Gaia. Elle va mesurer la parallaxe et le mouvement propre des étoiles formant la Voie Lactée. Ainsi la cinématique des composantes de la Galaxie sera mieux contrainte, ce qui est très important pour comprendre sa formation.

### 1.4.5 Histoire de la formation des galaxies naines du Groupe Local

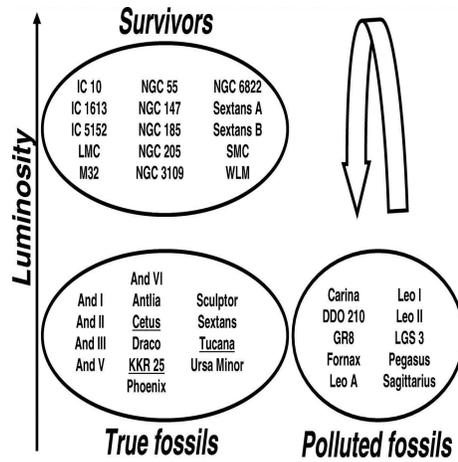
Avec toutes les observations recueillies et les simulations numériques de plus en plus réalistes, il est possible de connaître l'histoire de la formation des galaxies satellites autour de la Galaxie. Une question qui se pose est si elles se sont toutes formées à la même époque. Ricotti & Gnedin (2005) ont comparé des simulations numériques aux observations, et ont découvert qu'il est possible de classer les galaxies naines suivant le processus de leur formation. Ils rangent les galaxies dans trois familles : les "galaxies fossiles", les "galaxies survivantes", et les "galaxies fossiles polluées". Cette distinction se fait par rapport à une époque dite de réionisation, où le fond cosmologique UV ionise de nouveau l'Univers pour  $z > 6$ .

Dans leur article, la terminologie "galaxie fossile" représente les galaxies naines qui ont formé la majorité de leurs étoiles avant la réionisation, en accréant du gaz. Cette idée fut proposée par Bullock et al. (2000). Ce scénario se justifie par le fait que la plupart des galaxies naines ont eu un épisode de formation stellaire intense aux environs de 12 – 13 Gyr.

Les "galaxies survivantes" sont des galaxies qui forment leurs étoiles après l'ère de la réionisation, pour un  $z > 2$  soit aux environs de 10 – 11 Gyr. Pour avoir des galaxies avec une masse  $< 10^8 - 10^9 M_{\odot}$  à notre époque, Kravtsov et al. (2004) ont montré que leurs progéniteurs doivent avoir une masse et une vitesse circulaire plus importantes lorsqu'ils se forment à  $z \geq 2$ . Dans de tels systèmes, le gaz n'est pas affecté par le rayonnement UV du fond lors de la réionisation, et peut se refroidir efficacement par émission de raies atomiques. Après une période calme d'accrétion de gaz, des effets de marée, provoqués par des galaxies encore plus massives, vont leur faire perdre une grande partie de leur masse, accompagnée par une chute de la vitesse circulaire. De plus, la formation des étoiles dans ces galaxies continue toujours car elle est provoquée par ces mêmes effets de marée (Mayer et al., 2001). Avec leur modèle de formation, ils arrivent à retrouver le nombre, la distribution spatiale ainsi que la ségrégation suivant leur morphologie des galaxies naines du Groupe Local.

Enfin, "Les galaxies fossiles polluées" sont des "galaxies fossiles" au départ, mais qui ont continué à accréter du gaz, et ainsi à avoir des épisodes de formation stellaire. Elles subissent aussi des effets de marée, provoqués durant la formation de la galaxie centrale. Cet article utilise donc deux scénarii, ainsi que des simulations à grande résolution, pour trouver un moyen d'expliquer la formation du Groupe Local. La comparaison avec les simulations leur a permis d'identifier les "galaxies fossiles". C'étaient celles qui avaient des caractéristiques (rayons de cœur, luminosité totale, dispersion de vitesse, métallicité, rapport masse sur luminosité) du même

ordre de grandeur que les résultats des simulations. La figure 1.15 montre leur classification. La comparaison avec les graphiques de la figure 1.14, montre des concordances même si les limites de ces familles ne sont pas fixes. Ils soulignent que les galaxies ne sont pas répertoriées par cases d'une façon aussi stricte, mais qu'il existe une continuité entre elles.



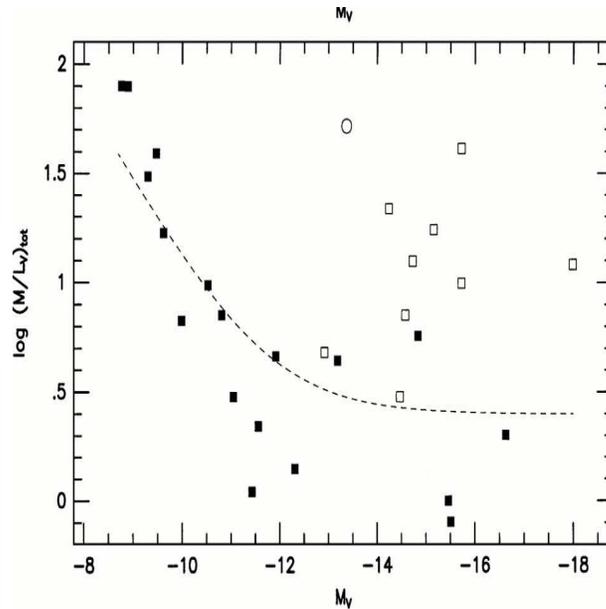
**FIG. 1.15** - Classification d'une partie des galaxies naines du Groupe Local en fonction du scénario utilisé pour la créer (Ricotti & Gnedin, 2005).

#### 1.4.6 Cinématique des galaxies naines

L'ensemble des galaxies naines ont un comportement étrange. Par rapport aux amas globulaires, elles possèdent une brillance de surface  $10^3$  plus petite, une longueur caractéristique 10 fois plus grande. Elles devraient donc avoir une dispersion de vitesse plus petite que celles des amas globulaires, qui est comprise entre 2 et  $15 \text{ km s}^{-1}$ . Ce n'est pas le cas. Les mesures donnent une dispersion  $\geq 7 \text{ km s}^{-1}$ . De plus, elle semble être indépendante de la nature de la galaxie naine (sphéroïdale, elliptique ou irrégulière), mais aussi du type d'observable utilisé (étoiles ou gaz). En utilisant le formalisme de Richstone & Tremaine (1986), qui est une généralisation du modèle de King, ou par la mesure de la courbe de rotation du HI, Mateo (1998) a pu calculer le rapport masse sur luminosité ( $M/L$ ) de chaque galaxie naine. La figure 1.16 trace ce rapport en fonction de la luminosité de la galaxie.

Cette figure montre deux comportements bien distincts entre les dIrr et les autres galaxies. Les galaxies dIrr ont leur rapport contraint par la courbe de HI obtenue à grand rayon. La conséquence est qu'elles doivent posséder un halo de matière noire étendu. Pour les autres mesures, Mateo (1998) explique que ce sont des bornes inférieures car il a supposé que la masse suit la lumière. Un autre point intéressant est qu'il a tracé, en pointillés sur la figure 1.16, une courbe représentant  $M/L = 2.5 + 10^7 \log(L/L_{\odot})$ . Il apparaît que ce modèle ajuste assez bien les galaxies dSph. Il en a conclu qu'elles possèdent au moins un halo de matière noire ayant une masse de  $10^7 M_{\odot}$  avec un rapport  $M/L_V = 2.5$ . C'est simplement une limite inférieure car la matière noire peut être plus étendue que la matière lumineuse.

Une autre conclusion donnée par cette figure est qu'elle confirme les prédictions théoriques de Dekel & Silk (1986). Ils avaient trouvé qu'en ajoutant un phénomène de rétroaction, comme



**FIG. 1.16** - Distribution des galaxies naines par leur rapport  $M/L$  en fonction de leur luminosité (Mateo, 1998). Les carrés pleins correspondent à la détermination de  $M/L$  par la dispersion de vitesse, alors que les carrés vides représentent des mesures faites à partir des courbes de rotation du HI. Le cercle représente la mesure de la galaxie du Sagittaire.

les supernovae, il était possible de créer des galaxies naines dans des simulations numériques avec de la matière noire. Ils avaient des galaxies semblables à celles du Groupe Local. L'étude détaillée de ces simulations a montré que les galaxies naines simulées possédaient des rapports  $M/L$  compris dans l'intervalle  $10 - 100 M_{\odot}/L_{\odot}$ . Les observations sont en accord avec cette conclusion, et c'est un autre indice sur la présence de halo de matière noire autour des galaxies naines.

Diminuons un peu plus l'échelle de grandeur pour arriver à la galaxie qui nous intéresse, Draco.

## 1.5 Draco

Draco a été découverte par Wilson (1955), et la première étude détaillée fut faite par Baade & Swope (1961). Hodge (1964) a construit, pour la première fois, le profil de brillance de surface de cette galaxie naine. Dès cet article, une partie des caractéristiques de Draco étaient trouvées ; il avait déjà trouvé une valeur de  $0.29 \pm 0.04$  pour l'ellipticité, et  $84 \pm 3^{\circ}$  pour l'orientation de son demi-grand axe (dans le sens nord-est). Cependant, la découverte la plus importante est que son profil suit un modèle de King. Ceci signifie que, dès 1965, les observations ont montré qu'il n'y avait pas de traînées de marée dans le halo de cette galaxie.

Un autre article important sur Draco est celui écrit par Odenkirchen et al. (2001). Certes, il y en eu d'autres avant celui-là, mais ils ont utilisé le relevé SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*) pour réaliser une étude photométrique détaillée. Avec ces données, ils ont atteint une magnitude

limite de 21.5 dans la bande *i*. C'était la première fois qu'on regardait Draco avec une telle profondeur sur une grande région. Ils ont ainsi pu donner des réponses à certaines questions, comme la présence ou non d'effets de marée, ou son rapport masse sur luminosité.

Pour montrer la spécificité de cette galaxie naine, je vais la comparer à une autre galaxie gravitant autour de la Voile Lactée : Ursa Minor. Ce sont deux galaxies qui se situent proches l'une de l'autre ( $l = 86.4^\circ$ ,  $b = 34.7^\circ$  pour Draco et  $l = 105.0^\circ$ ,  $b = 44.8^\circ$  pour Ursa Minor) et avec des distances similaires par rapport à nous,  $71 \pm 7$  kpc pour Draco (Odenkirchen et al., 2001) et  $66 \pm 3$  kpc pour Ursa Minor (Mateo, 1998) (voir la figure 1.10 pour leur localisation spatiale). Elles ont aussi de nombreuses autres caractéristiques communes, comme la masse, la métallicité, le manque de gaz et un important rapport M/L ( $(M/L)_V = 440 \pm 240$  pour Draco Kleyna et al. 2002 et  $(M/L)_V = 79$  pour Ursa Minor Mateo 1998). Tout ceci est résumé dans le tableau 1.1.

Ces rapports de masse sur luminosité sont en accord avec les études théoriques. Dekel & Silk (1986) ont prédit que les galaxies naines de petite taille auraient d'importants rapport M/L. Ils ont estimé que ce rapport pouvait atteindre  $100 M_\odot / L_\odot$ . La raison pour cette valeur est une perte importante de leur masse baryonique sous l'effet des vents des supernovae. Ce rapport M/L élevé implique la présence d'une composante de matière noire autour de la galaxie. Ce halo de matière noire est mis en évidence de différentes manières : par le profil de la dispersion de vitesse (Kleyna et al., 2001), l'absence de cassure dans le profil de brillance de surface (Odenkirchen et al., 2001), par la comparaison avec des modèles de galaxies détruites par des effets de marée (Klessen et al., 2003) ou par l'estimation du rapport M/L. Pour connaître ce rapport, il faut une mesure des propriétés cinématiques de Draco. Kleyna et al. (2002), Hargreaves et al. (1996) et Armandroff et al. (1995) ont tous trouvé des valeurs similaires, à savoir une vitesse radiale moyenne de  $\sim -293 \text{ km s}^{-1}$  et une dispersion de vitesse de  $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$ . En supposant que la galaxie est en équilibre et que la distribution de la vitesse est isotrope, ce rapport se calcule simplement. Par cette méthode, Hargreaves et al. (1996), Armandroff et al. (1995) et Odenkirchen et al. (2001) ont trouvé un M/L compris dans l'intervalle  $90 - 150 M_\odot / L_\odot$ . Kleyna et al. (2002) ont, pour leur part, utilisé une autre méthode qui repose sur la comparaison du profil radial de la dispersion de vitesse de la galaxie avec un modèle dynamique qui ne supposent pas forcément une distribution isotrope des vitesses. Ils trouvent un rapport pouvant atteindre  $440 M_\odot / L_\odot$ . Lokas (2002) et Lokas et al. (2005) ont aussi trouvé  $M/L = 300 M_\odot / L_\odot$  par l'étude des moments de la distribution des vitesses le long de la ligne de visée en les comparant à des modèles dynamiques.

Tous ces différents résultats pour l'estimation du rapport masse sur lumière de Draco montrent qu'il est encore mal connu, malgré le nombre croissant d'observations. Ces deux dernières études, ainsi que celle de Pryor & Kormendy (1990) s'interrogent sur la validité de l'hypothèse de l'isotropie des vitesses. Leurs conclusions montrent que la distribution des vitesses au sein de Draco peut être anisotrope, tout en rendant compte des observations. Cette question n'est pas spécifique à Draco, mais elle se pose à l'ensemble des galaxies naines du Groupe Local. C'est un point important à résoudre car cette anisotropie a aussi une influence sur l'impact de la Voie Lactée sur les galaxies naines avec la formation ou non de bras de marée (Mayer et al., 2001, 2002).

Du point de vue de son histoire de formation stellaire, la métallicité de Draco vaut  $[Fe/H] = -1.7$  dex (Bellazzini et al., 2002). Ce résultat indique que les étoiles vieilles dominent cette galaxie. Aparicio et al. (2001) ont aussi trouvé une valeur similaire de métallicité pour Draco

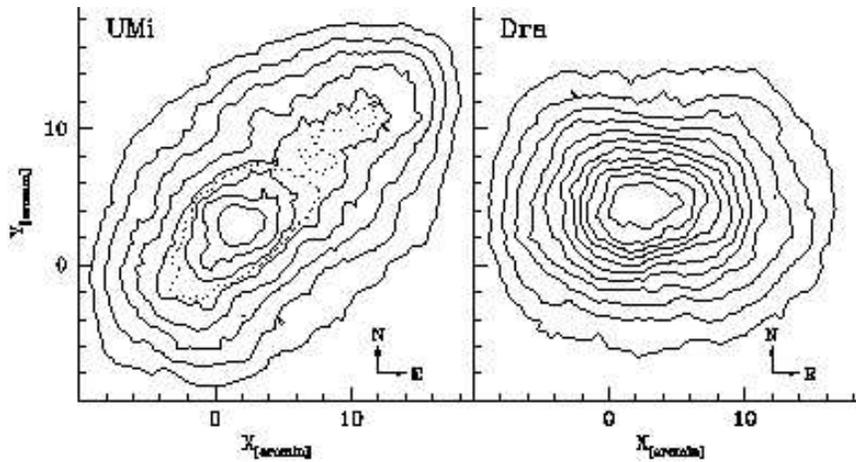
( $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.8 \pm 0.2$  dex). Toutefois, son histoire de formation stellaire ne semble pas être aussi simple. Ikuta & Arimoto (2002) ont étudié l'histoire de la formation stellaires au sein de trois galaxies naines : Draco, Ursa Minor et Sextans. Pour cela, ils ont comparé les observations à des modèles d'évolution chimique et à des diagrammes couleur-magnitude (CMD) simulés. Ils ont ainsi montré que la période de formation stellaire de ces galaxies continue durant une longue période, au-delà de 3.9 – 6.5 Gyr, avec un faible taux de formation. Ce serait une des explications pour rendre compte à la fois de l'étroite branche des géantes rouges et la présence de la partie rouge de la branche horizontale. Cette longue période de formation d'étoiles a aussi été proposée par Grillmair et al. (1998). En utilisant des données HST ; ils ont mis en évidence la présence de *blue stragglers*, qui peuvent être un indice d'une longue histoire de formation stellaire, du fait de leur scénario de création. Dans leur article, Aparicio et al. (2001) ont aussi trouvé deux époques de formation d'étoiles, et ont même pu estimer quand elles ont eu lieu. Ils montrent que pratiquement la totalité des étoiles de Draco sont créées très tôt, il y a  $\sim 10$  Gyr. Après cette époque, la formation stellaire continue, mais avec un taux très faible pour de nouveau avoir une petite accélération de la formation d'étoiles il y a 2 – 3 Gyr. A partir de là, la formation stellaire s'est arrêtée ; ils ne trouvent plus aucune trace de formation dans le CMD de Draco. Ils disent aussi que les étoiles se sont formées dans les mêmes conditions cinématiques, puisqu'ils n'ont pas trouvé de différence dans la distribution radiale des deux populations stellaires. Récemment, Cioni & Habing (2005) confirment la présence de cette population stellaire d'âge intermédiaire avec des données dans le proche infrarouge. Ils disent même qu'elle se trouverait entre 6' et 12' du centre de la galaxie.

Toutefois, il y a une grosse différence entre Draco et Ursa Minor comme l'a notamment montré Bellazzini et al. (2002) : leur morphologie. Ursa Minor subit d'importants effets de marée, provoqués par la Voie Lactée. Son halo est déformé (graphique de gauche de la figure 1.17). De son côté, Draco a une forme sphéroïdale, laissant entendre qu'elle n'est pas sujette aux mêmes effets que sa consœur (graphique de droite de la figure 1.17). Une explication possible serait le rapport M/L plus important chez Draco. Ceci veut simplement dire que le halo de matière noire est plus massif autour d'elle, donc la matière lumineuse se trouve profondément enfouie dans un potentiel gravitationnel. Elle ressent moins les effets de la Voie Lactée, comme si la matière noire les écrantait. Le problème est que ce n'est pas aussi simple. D'autres études ont soutenues le contraire, à savoir que Draco possédait des traînées de marée (voir discussion sur la matière noire du chapitre §3).

Un point intéressant est que Draco sert aussi de laboratoire pour les physiciens des particules. Comme elle possède le rapport M/L le plus élevé des galaxies naines autour de la Galaxie, il y a de fortes chances qu'elle soit entourée d'un important halo de matière noire. C'est donc un bon candidat pour la recherche de la nature de la matière noire. Tyler (2002) et Bergström & Hooper (2005) ont fait des prospectives sur la possibilité de pouvoir détecter un rayonnement, dans le domaine des rayons  $\gamma$ , caractéristique de l'annihilation entre deux particules WIMPs. C'est une façon plus directe de prouver l'existence de la matière noire autour des galaxies naines, mais aussi dans l'Univers.

## 1.6 Présentation de la thèse

Le but de cette thèse est l'étude de Draco avec de nouvelles données. Il y a, à la fois, des observations photométriques et des observations spectroscopiques. Ces nouvelles données sont



**FIG. 1.17** - Graphiques représentant la morphologie de Draco (droite) et de Ursa Minor (gauche) à l'aide de contours, provenant de l'article de Bellazzini et al. (2002)

plus profondes en magnitude, ce qui va permettre d'étudier Draco plus en détails. Le but est de confirmer la présence ou non d'un important halo de matière noire autour de la galaxie naine et connaître les conséquences morphologiques et cinématiques sur la galaxie naine. Toutes ces nouvelles informations vont avoir des conséquences sur l'histoire de la formation de Draco, mais aussi sur le scénario de la formation des galaxies.

Le deuxième chapitre est consacré à la présentation des différents relevés photométriques utilisés. Il y aura une partie réduction des données, mais aussi les différentes méthodes utilisées pour la sélection des étoiles de Draco, pour éviter la contamination par les étoiles d'avant-plan et les galaxies du fond.

Le troisième chapitre est l'analyse de ces données photométriques. Elles vont permettre de récolter des informations sur la distributions des différentes populations stellaires au sein de la galaxie. Avec des relevés plus profonds en magnitude, il va pouvoir être possible de rechercher de faibles traînées de marée dans le halo de Draco. Enfin, l'utilisation combinée de plusieurs relevés va permettre de contraindre fortement la forme du cœur de la galaxie.

Le quatrième chapitre va traiter d'un autre aspect de Draco : ses mouvements propres. Une méthode de mesure différentielle va tenter d'être mise en place pour augmenter la précision sur ces données actuelles, toujours dans le but de mieux connaître cette galaxie pour une meilleure compréhension.

Dans le cinquième chapitre, il sera question de l'aspect cinématique de Draco, avec l'exploitation d'un relevé spectroscopique. Il va permettre de calculer la vitesse radiale moyenne de la galaxie, mais aussi d'étudier les variations de la dispersion de vitesse en fonction de la distance, ou sa métallicité.

Enfin, la dernière partie sera consacrée aux simulations numériques portant sur le phénomène de réaccrétion. Ce scénario a été proposé pour expliquer certains aspects observés dans des galaxies naines du Groupe Local. Le but de cette partie n'est pas de quantifier ce processus, mais plutôt de montrer qu'il est réalisable et de voir brièvement ses implications sur les propriétés de la galaxie naine.

TAB. 1.1 - Tableau des propriétés des galaxies du Groupe Local.

Nom	Type	Sous-groupe	$\alpha$ (hms)	$\delta$ (dms)	Distance <sup>1</sup> (kpc)	Masse totale <sup>2</sup> ( $10^8 M_{\odot}$ )	M/L <sup>3</sup>	M <sub>V</sub> <sup>4</sup>	[Fe/H] <sup>5</sup> (dex)	Vitesse radiale <sup>6</sup> héliocentrique (km s <sup>-1</sup> )	M(HI) <sup>7</sup> ( $10^6 M_{\odot}$ )
And I	dSph	M31	00 45 39.8	+38 02 28	745 ± 24	742		-11.9	-1.4 ± 0.2	-368 ± 11	< 0.1
And II	dSph	M31	01 16 29.8	+33 25 09	652 ± 18	2180		-11.1	-1.5 ± 0.3	-188 ± 3	
And III	dSph	M31	00 35 33.8	+36 29 52	749 ± 24	530		-10.3	-1.77 ± 0.11	-351 ± 9	< 0.08
And V	dSph	M31	01 10 17.1	+47 37 41	774 ± 28	2890		-9.1	-1.9 ± 0.1	-403 ± 4	
And VI	dSph	M31	23 51 46.3	+24 34 57	783 ± 25	2570		-11.3	-1.9 ± 0.2	-354 ± 3	
And VII	dSph	M31	23 26 31.0	+50 41 31	763 ± 35	253		-12.0	-1.5 ± 0.2	-307 ± 2	
And IX	dSph	M31	00 52 52.8	+43 12 00	765 ± 24	~ 0.16	93	-8.3	-1.5	-216 ± 3	
Antlia	dIrr/dSph	NGC 3109	10 04 03.9	-27 19 55	1235 ± 65	0.12	7.1	-10.8	-1.9 ± 0.2	361 ± 9	0.97 ± 0.19
Aquarius	dIrr/dSph	LGC	20 46 51.8	-12 50 53	1071 ± 39	0.054	6.7	-10.9	-1.9 ± 0.3	-137 ± 5	
Canis Major		MW	07 12 35.3	-27 40 42	14.7 ± 1.0	~ 5		-14.5	~ -0.5	109 ± 4	
Carina	dSph	MW	06 41 36.7	-50 57 58	101 ± 5	0.13	31	-9.3	-2.0 ± 0.2	223 ± 3	< 0.0007
Cetus			00 26 11.0	-11 02 40	755 ± 23			-10.1	-1.9 ± 0.2		
Draco	dSph	MW	17 20 13.2	+57 54 54	71 ± 0	0.22	150	-8.8	-2.0 ± 0.7	-293 ± 1	< 0.003
Fornax	dSph	MW	02 39 59.0	-34 27 00	138 ± 8	0.68	4.4	-13.2	-1.3 ± 0.4	53 ± 2	< 0.005
GR 8	dIrr	GR 8	12 58 40.4	+14 13 03	138 ± 8	0.076	2.2	-11.6	-2.0 ± 0.4	214 ± 3	4.5 ± 1.4
IC 10	dIrr	M31	00 20 17.3	+59 18 14	825 ± 50	15.8	9.9	-15.7	-1.3 ± 0.3	-344 ± 5	153 ± 35
IC 1613	IrrV	M31/LGC	01 04 47.8	+02 07 04	700 ± 35	7.95	12	-14.7	-1.4 ± 0.3	-232 ± 5	54 ± 11
IC 5152	dIrr	LGC	22 02 41.5	-51 17 47	1590 ± 200	4	5.7	-14.8	-1.4 ± 0.5	124 ± 3	59 ± 11
Leo I	dSph	MW	10 08 27.4	+12 18 27	250 ± 30	0.22	4.6	-11.9	-1.5 ± 0.3	285 ± 2	< 0.03
Leo II	dSph	MW	11 13 29.2	+22 09 17	205 ± 12	0.097	17	-9.6	-1.9 ± 0.2	76 ± 1	< 0.01
Leo A	dIrr	MW/NGC 3109	09 59 36.4	+30 44 47	690 ± 100	0.11	3.5	-11.4	-1.7 ± 0.3	20 ± 4	80 ± 8
LGS 3	dIrr/dSph	M31	01 03 52.9	+21 53 05	769 ± 23	0.013	9.7	-10.5	-2.2 ± 0.3	-286 ± 4	0.42 ± 0.05
LMC	IrrIII-IV	MW	05 23 34.5	-69 45 22	49 ± 0			-18.5	-0.7 ± 0.4	278 ± 2	
M31	SbI-II	M31	00 42 44.3	+41 16 09	785 ± 25			-21.2		-301 ± 1	
M32	E2	M31	00 42 41.8	+40 51 55	805 ± 35	21.2	5.6	-16.5	-1.1 ± 0.6	-205 ± 3	< 2.7
M33	ScII-III	M31	01 33 50.9	+30 39 36	809 ± 24	2550		-18.9	-0.8	-180 ± 1	
Milky Way	Sbc	MW			8.0 ± 0			-20.9		0 ± 10	
NGC 55	IrrI-V	LGC	00 15 08.4	-39 13 13	785 ± 25	156	12	-18.0		129 ± 3	1390 ± 224
NGC 147	dSph/dE5	M31	00 33 12.1	+48 30 32	675 ± 27	1.1	0.8	-15.5	-1.1 ± 0.4	-193 ± 3	< 0.005

TAB. 1.1 - (suite)

Nom	Type	Sous-groupe	$\alpha$ (hms)	$\delta$ (dms)	Distance <sup>1</sup> (kpc)	Masse totale <sup>2</sup> ( $10^8 M_{\odot}$ )	M/L <sup>3</sup>	M <sub>V</sub> <sup>4</sup>	[Fe/H] <sup>5</sup> (dex)	Vitesse radiale <sup>6</sup> héliocentrique (km s <sup>-1</sup> )	M(HI) <sup>7</sup> ( $10^6 M_{\odot}$ )
NGC 185	dSph/dE3p	M31	00 38 58.0	+48 20 15	616 ± 26	1.3	1.0	-15.5	-0.8 ± 0.4	-202 ± 7	0.13 ± 0.02
NGC 205	E5p/dSph-N	M31	00 40 22.1	+41 41 07	824 ± 27	7.4	2.0	-16.6	-0.5 ± 0.5	-244 ± 3	0.38 ± 0.04
NGC 3109	IrrIV-V	NGC 3109	10 03 06.9	-26 09 34	1250 ± 165	65.5	41	-15.7	-1.7 ± 0.4	403 ± 1	690 ± 140
NGC6822	IrrIV-V	LGC	19 44 56.6	-14 47 21	490 ± 40	16.4	17	-15.2	-1.2 ± 0.4	-57 ± 2	134 ± 18
PegasusDig	dIrr/dSph	LGC	23 28 36.2	+14 44 35	919 ± 30	0.58	4.8	-12.9	-1.3 ± 0.3	-182 ± 2	
Phoenix	dIrr/dSph	MW/LGC	01 51 06.3	-44 26 41	445 ± 30	0.33	37	-9.8	-1.8 ± 0.4	-52 ± 6	0.08 ± 0.02
Sagittarius	dSph-N	MW	18 55 19.5	-30 32 43	24 ± 2			-13.4	-1.0 ± 0.3	142 ± 1	< 0.0001
SagDIG	dIrr	LGC	19 29 59.0	-17 40 41	1060 ± 160	0.096	1.4	-12.3	-2.2 ± 0.2	-77 ± 4	8.8 ± 1.9
Sculpor	dSph	MW	01 00 09.3	-33 42 33	79 ± 4	0.064	3.0	-11.1	-1.8 ± 0.2	110 ± 1	0.026 ± 0.003
Sextans	dSph	MW	10 13 02.9	-01 36 53	86 ± 4	0.19	39	-9.5	-1.7 ± 0.2	226 ± 1	< 0.0001
Sextans A	dIrr	NGC 3109	10 11 00.8	-04 41 34	1440 ± 110	3.95	7.1	-14.6	-1.9 ± 0.3	324 ± 1	78 ± 13
Sextans B	dIrr	NGC 3109	10 00 00.1	+05 19 56	1345 ± 100	8.85	22	-14.2	-2.1 ± 0.4	301 ± 1	45 ± 6
SMC	IrrIV-V	MW	00 52 44.8	-72 49 43	58 ± 0			-17.1	-1.0 ± 0.4	158 ± 4	
Tucana	dSph	LGC	22 41 49.0	-64 25 12	880 ± 40			-9.6	-1.7 ± 0.2	130 ± 2	< 0.09
Ursa Minor	dSph	MW	15 19 08.5	+67 13 21	66 ± 3	0.23	79	-8.9	-2.2 ± 0.2	-247 ± 1	< 0.04
WLM	IrrIV-V	LGC	00 01 58.1	-15 27 39	932 ± 33	1.5	3.0	-14.5	-1.4 ± 0.4	-116 ± 2	61 ± 6

<sup>1</sup>Mateo (1998) sauf pour Canis Major (Martin et al., 2004), And I, And II, And III, And V, And VI, And VII, And IX, Aquarius, Cetus, LGS3, M31, M33, NGC147, NGC 185, NGC 205, Pegasus et WLM (McConnachie et al., 2005)

<sup>2</sup>Mateo (1998) sauf pour And I, And II, And III, And V, And VI, And VII, And IX, M33 (Gottesman et al., 2002) et Canis Major (Martin et al., 2004)

<sup>3</sup>Mateo (1998) sauf pour Draco (Odenkirchen et al., 2001)

<sup>4</sup>Mateo (1998) sauf pour Canis Major (Martínez-Delgado et al., 2005), And V, And VI, And VII, Aquarius, Cetus, LMC, M32, Phoenix et SMC (Grebel et al., 2003) et M31, M33 et la Voie Lactée (van den Bergh, 1999)

<sup>5</sup>Grebel et al. (2003) sauf pour And IX (Chapman et al., 2005), Canis Major (Bellazzini et al., 2004), M33 (McConnachie et al., 2005) et And III (Da Costa et al., 2002)

<sup>6</sup>Karachentsev et al. (2002) sauf pour And IX (Chapman et al., 2005) et Canis Major (Martin et al., 2004)

<sup>7</sup>(Mateo, 1998)



## Chapitre 2

# Données photométriques

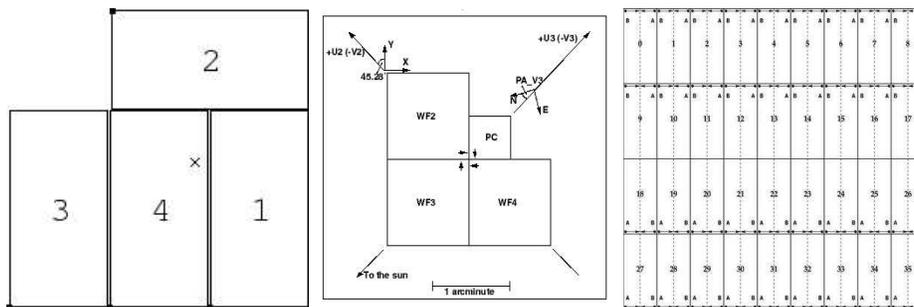
### 2.1 Descriptions des télescopes

Voici une brève description de l'ensemble des télescopes et instruments utilisés.

#### 2.1.1 Le télescope INT

Le Isaac Newton Telescope (INT) se trouve sur l'île La Palma dans l'archipel des Iles Canaries. C'est un télescope de 2.5m, de type Cassegrain, monté sur une monture équatoriale. Les observations de Draco ont été faite avec la *Wide Field Camera* (WFC). C'est une caméra optique formée d'une mosaïque de 4 CCD (*Charged coupled device*). Chaque CCD possède  $2048 \times 4100$  pixels, où chaque pixel fait  $13.5\mu m \times 13.5\mu m$ . La résolution de la caméra est de  $0.333''/\text{pixel}$ . Le champ de vue du WFC représente  $34' \times 34'$ . Le panneau de gauche de la figure 2.1 montre la position de chaque CCD.

Les observations ont été prises par Michael Irwin le 11 et entre le 13 et le 15 octobre 2002. Le relevé comporte 11 champs. Ce sont des images prises dans deux bandes spectrales, la bande V (Harris Johnson, centrée sur  $5427 \text{ \AA}$ ) et la bande i' (Sloan Gunn, centrée sur  $7743 \text{ \AA}$ ).



**FIG. 2.1** - Figure représentant les configurations des différentes caméras. L'image de gauche montre l'emplacement des CCD de la caméra WFC, celle du milieu représente le détecteur du HST, WFPC2, et la dernière image est la caméra MegaCam.

### 2.1.2 Le télescope HST

Le Hubble Space Telescope (HST) est un observatoire spatial. C'est un télescope de 2.4m se trouvant sur une orbite basse (600km) autour de la Terre. L'avantage du HST par rapport aux télescopes au sol, est qu'il n'est pas gêné par les effets dus à l'atmosphère terrestre. La résolution du télescope n'est pas limitée par l'instrument, mais par la taille des pixels de la caméra WFPC2. Elle est de 0".1.

Le centre de Draco a été observé plusieurs fois par le satellite et les données sont devenues publiques. Il y a trois époques disponibles, 1995, 1999 et 2001. A chaque fois, le même instrument a été utilisé, la *Wide Field and Planetary Camera 2* (WFPC2). La caméra est formée de quatre CCD, chacun de  $800 \times 800$  pixels, mais avec des résolutions différentes. Trois CCD, qui forment la partie *Wide Field*, ont une résolution de 0".1 par pixel, alors que le quatrième, qui forme la *Planetary Camera*, a une résolution de 0".046 par pixel. La disposition des CCD est montrée sur la partie centrale de la figure 2.1. Les champs de vue respectifs sont de  $2.5' \times 2.5'$  et de  $35'' \times 35''$ .

Les bandes spectrales utilisées lors des trois observations ne sont pas les mêmes. Les deux premières séries d'observations ont été faites dans les bandes spectrales V (6186 Å) et I (8387 Å), alors que pour celles de 2001, ce sont les bandes g (5148 Å) et I.

### 2.1.3 Le télescope CFHT

Le CFHT (Canada-France-Hawaii Telescope) se trouve sur la grande Ile d'Hawaii, sur le volcan Mauna Kea. C'est un télescope de 3.6 m. A son foyer primaire, se trouve un nouvel instrument, MegaPrime, qui comprend entre autre la caméra grand champ, MegaCam. Elle est constituée de 36 CCD, disposés en 4 rangées de 9 CCD (partie de droite de la figure 2.1). Chaque CCD fait  $2048 \times 4612$  pixel, avec une résolution de 0".187 par pixel. Le champ de la caméra fait donc  $0.96^\circ \times 0.94^\circ$ .

Les observations de Draco ont fait l'objet d'une demande de temps, faite durant ma thèse (en temps que PI). Elles ont été faites dans trois bandes g', r' et i' (Gunn) et avec des temps d'exposition permettant d'atteindre des magnitudes de 25.5, 25 et 24.5 respectivement. Cela correspond à un rapport signal sur bruit de l'ordre de 10 pour ces trois magnitudes. La demande comprenait 7 champs, 6 centrés autour de Draco et un dernier excentré de la galaxie. Les 6 champs forment une surface totale  $3^\circ \times 2^\circ$  et recouvrent totalement la zone des données INT. Le rôle du dernier champ est de servir de référence pour une estimation du fond galactique.

Par la suite, je pose la convention g'=g, r'=r et i'=i pour simplifier les notations des magnitudes MegaCam.

## 2.2 Réduction des données

### 2.2.1 Données INT

La réduction a été réalisée par le INT WFC *pipeline* construit par Irwin & Lewis (2001). La réduction corrige des effets électroniques, de la non-linéarité des CCD, supprime les pixels morts, soustrait le *flatfield* ainsi qu'un niveau moyen pour le ciel. L'astrométrie est obtenue en utilisant le catalogue APM. C'est un catalogue d'étoiles construit à partir de plaques photos du Palomar digitalisées. Il couvre la quasi totalité de l'hémisphère nord dans les bandes spectrales

**TAB. 2.1** - Tableau décrivant la signification de chaque indice de classification. Cet indice va donner la nature de chaque objet astronomique.

indice	défi nition
1	galaxie
0	bruit
-1	étoile (forte probabilité)
-2	étoile (probabilité moyenne)
-3	étoile (faible probabilité)

O et E. Le principe est de détecter les étoiles du catalogue APM dans les images. Comme l'astrométrie de ces étoiles est connue de façon précise, elles vont servir de points de référence. Les images vont subir des transformations géométriques pour ajuster le mieux possible l'astrométrie de l'ensemble des étoiles APM. La photométrie, quand à elle, est donnée par les informations dans le *header* des images. Lors de chaque nuit, la calibration des filtres est faite. De plus, la photométrie entre les différents champs est la même puisque il y a des zones de recouvrement entre eux. Ceci permet d'avoir un catalogue homogène. Enfin, le pipeline permet de classer les objets suivant leur morphologie, à savoir galaxie, étoile ou bruit. Le tableau 2.1 donne la définition de chaque indice. Il utilise la courbe de flux et l'ellipticité d'une source astronomique pour construire une distribution normalisée qui est ensuite comparée à une référence, représentant la distribution d'un objet stellaire (Irwin et al., 2004). Suivant le degré de compatibilité, un indice est attribué à cet objet.

La réduction fournit pour chaque image, les positions de chaque objet, ses magnitudes dans les deux bandes avec leur incertitude respective, ainsi que l'indice de classification. Pour chaque objet d'une image, il y a deux indices de classification, un relatif à la bande V, et l'autre pour la bande i. Une première sélection d'étoiles a été faite en gardant les objets ayant un indice de classification égal à -1 dans la bande V, et -1 ou -2 dans la bande i. Ce choix pour la bande i s'explique par le fait que la précision sur la magnitude i est moins bonne que celle sur la magnitude V. Ceci est dû à une moins bonne qualité des images dans cette bande, notamment à cause d'un mauvais seeing. La conséquence est une distinction plus difficile entre les étoiles et les galaxies lors de la classification. C'est pour cette raison que la fourchette de sélection est augmentée dans la bande i.

Une rapide analyse, sélection des étoiles de Draco et construction de la carte (le principe de sélection des étoiles de Draco sera expliqué plus en détails dans la prochaine partie) a permis de voir qu'il y a d'importants trous dans les données. Ces trous sont de plusieurs natures. Ils peuvent être créés par des étoiles d'avant-plan appartenant à notre Galaxie, ou être dus à des espaces entre les CCD. Ils peuvent aussi provenir d'un manque d'informations dû à une mauvaise classification de certains objets.

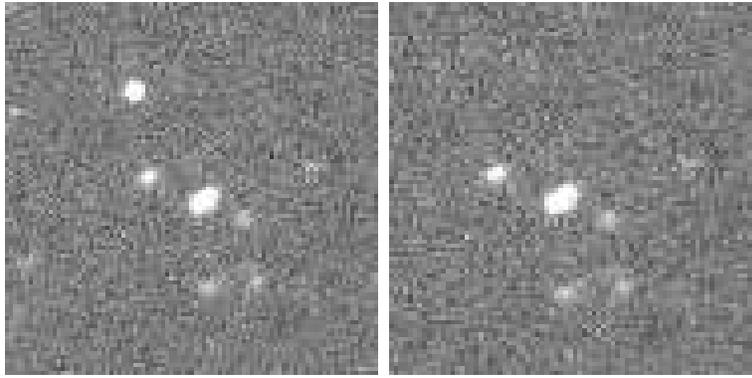
Pour tenter de réduire ces trous, une méthode complémentaire à celle du pipeline est utilisée pour faire la distinction entre une étoile et une galaxie. Il y a plusieurs causes possibles pour une mauvaise classification, comme un mauvais seeing qui déforme les objets astronomiques, ou un faible rapport signal sur bruit. Une autre raison peut être la forme de la psf (*point spread function*) utilisée pour la détection des objets sur les images. Elle peut ne pas être constante le

long de l'image, voire varier de façon non linéaire. Cela a pour effet de déformer les sources de lumière sur l'image, et ainsi rendre la classification de ces objets difficile. L'idée est de créer une psf variable pour mieux discerner la nature des objets astronomiques. Cette nouvelle méthode ne va s'appliquer qu'aux objets difficiles à classer, ceux avec des indices égaux à -2, -3, ou 0.

Ce travail est fait à l'aide de deux programmes, Daophot et Allstar (Stetson, 1987; Stetson et al., 1990). La première étape est la construction d'une psf pour chaque image du relevé et dans chaque bande spectrale. Le programme Daophot permet de construire une psf, en choisissant sa forme ainsi que la façon de la faire varier le long de l'image (de manière linéaire ou quadratique). Ici, Daophot utilise une psf avec une forme *penny function* (gaussienne + lorentzienne) et elle varie de façon quadratique. Pour la construction de chaque psf, il faut utiliser les étoiles les plus brillantes et non saturées ( $\text{mag} < 20$ ) présentes sur les images. Son utilisation va ensuite permettre de détecter des étoiles. Elle doit donc avoir une forme proche d'une étoile. L'avantage des étoiles brillantes est qu'elles ont un fort signal sur bruit et une forme bien définie. Elles vont faciliter la construction de la psf. Pour chaque CCD, il y a environ une centaine d'étoiles brillantes utilisées, distribuées le uniformément sur toute l'image. Il y aura ainsi une meilleure contrainte sur la variation de la psf.

On considère qu'une psf est bien construite si elle reproduit le plus fidèlement possible la forme des étoiles. La soustraction de la psf sur l'image de départ doit donner une nouvelle image où toutes les étoiles sont parfaitement enlevées. La figure 2.2 est un exemple de soustraction d'une étoile par l'une des psf construites avec Daophot. On peut voir que l'étoile en haut à gauche est bien supprimée. Les autres objets de la figure restent car ils ne sont pas considérés comme étant des étoiles. L'utilisation de ces psf sur les images, à l'aide des programmes Daophot et Allstar, va donner un catalogue d'objets, supposés être des étoiles. Cependant, la psf n'étant pas parfaite, le relevé peut contenir des objets, de forme moins circulaire, comme des galaxies lointaines, apparaissant plus étendues et plus diffuses que les étoiles. Il faut donc utiliser d'autres critères pour les enlever de l'échantillon. Le fichier de sortie de Allstar donne pour chaque objet les coordonnées, la magnitude et d'autres paramètres. Il y a notamment deux paramètres intéressants pour la suppression des objets mal définis :  $\chi$  et *sharpness*. Ils renseignent respectivement sur l'ajustement de la psf et sur la forme de l'objet. En général, une étoile, détectée par Daophot et Allstar, possède comme valeur  $\chi = 1$  et *sharpness* = 0. En traçant la distributions en  $\chi$  et en *sharpness* des objets en fonction de la magnitude, et en utilisant ces critères de sélection, il est possible d'enlever une partie de la contamination. Les deux graphiques de la figure 2.3 en sont deux exemples. Les différentes sélections se font en calculant la dispersion de chaque distribution, par bin de magnitude de largeur 0.5, par rapport aux valeurs moyennes prédéfinies plus haut. Une première sélection d'objets est faite en fonction du  $\chi$  ; les étoiles retenues se trouvent dans l'intervalle  $1 \pm 2\sigma$ . Elles sont ensuite utilisées pour construire la deuxième distribution par rapport au *sharpness*. C'est à ce niveau que vont être définis les nouveaux indices de classification. Le tableau 2.2 donne les limites en *sharpness* utilisées pour l'attribution de ces indices.

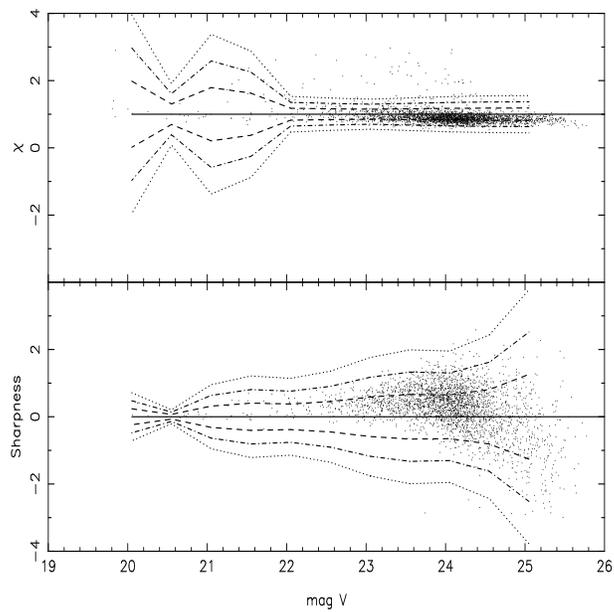
Il faut enfin vérifier si cette nouvelle classification permet de mieux contraindre la nature des objets astronomiques. Une identification croisée est effectuée entre la liste initiale des données INT, et celle obtenue avec Allstar. Les sources lumineuses classifiées 1 ou -1 gardent le même indice car l'on suppose que le pipeline est plus précis pour faire cette distinction. Par contre, les objets classifiés -2, -3 ou 0 sont susceptibles de voir leur classification évoluer. Lorsque le nouvel indice permet une meilleure classification de l'objet en question (par exemple il passe



**FIG. 2.2** - Exemple de soustraction de psf. La figure de gauche représente l'image avant la soustraction et celle de droite après la soustraction. L'objet circulaire est bien détecté par la psf, car il n'y a aucune trace de sa présence sur l'image de droite.

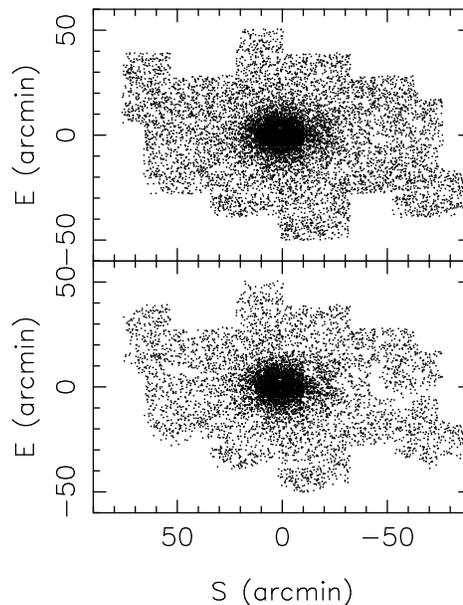
**TAB. 2.2** - Tableau des indices de classification après la nouvelle réduction

valeur du <i>sharpness</i>	indice de classification
$0 \pm 1\sigma$	-1
entre 1 et $2\sigma$	-2
entre 2 et $3\sigma$	-3
au-delà de $3\sigma$	0



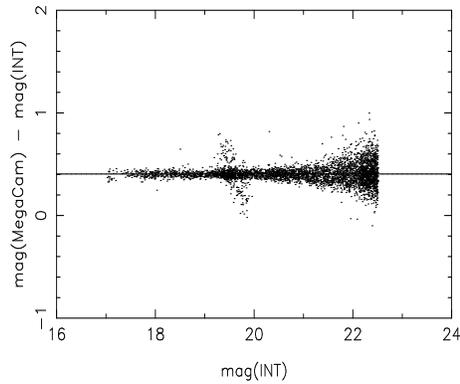
**FIG. 2.3** - Distribution des objets en fonction de leurs valeurs du  $\chi$  (en haut) et du *sharpness* (en bas).

de l'indice -3 à -2), alors il remplace l'ancien. Par contre, si c'est le contraire, alors l'indice reste inchangé. L'effet de cette nouvelle attribution d'indice de classification est visible sur la figure 2.4. L'image du bas montre la distribution spatiale de Draco avec la classification du pipeline, et celle du haut après la modification des indices. Le nombre d'étoiles augmente, et la présence des trous est réduite. Ils sont toujours présents, mais ils sont nettement moins importants qu'auparavant. Avec la classification donnée par le pipeline, le nombre d'étoiles de Draco est de 8538, alors qu'avec la nouvelle classification, il y a maintenant 11726 étoiles.



**FIG. 2.4** - Cartes de Draco. La carte du bas est celle du pipeline. Il y a de nombreux trous. La figure du haut est le résultat avec la mise à jour de la classification. Le halo est plus peuplé et les trous plus atténués.

Ces données INT vont être comparées aux observations MegaCam. Le problème est qu'elles n'ont pas le même système de magnitude ; les données INT sont dans le système Vega, alors que les données MegaCam utilisent le système AB. Le système VEGA est défini à partir de l'étoile Vega. Elle possède, par définition, une magnitude égale à zéro dans toutes les bandes spectrales. Dans le système AB, le point zéro est défini de telle manière qu'un objet de flux constant par interval de fréquence a une couleur nulle (Oke, 1974). Il faut donc homogénéiser les relevés entre eux. Le système de magnitude utilisé est celui des données MegaCam. Entre les observations INT et MegaCam, il n'y a qu'une seule bande spectrale commune, la bande *i*. En faisant une identification croisée entre ces deux relevés, il est possible de tracer la distribution des magnitudes INT en fonction des magnitudes MegaCam. Le résultat est affiché sur la figure 2.5. L'ajustement d'une droite à ce graphique fournit le coefficient de conversion entre ces deux systèmes de magnitude, qui vaut 0.401. Cette valeur est en accord avec celle obtenue par Fukugita et al. (1996), qui était de 0.397. Il n'est pas possible de refaire le même travail pour la bande *V*. Cependant, Fukugita et al. (1996) ont calculé les coefficients pour toutes les bandes spectrales SDSS. Il suffit donc d'appliquer le facteur donné par l'article, à savoir 0.049.



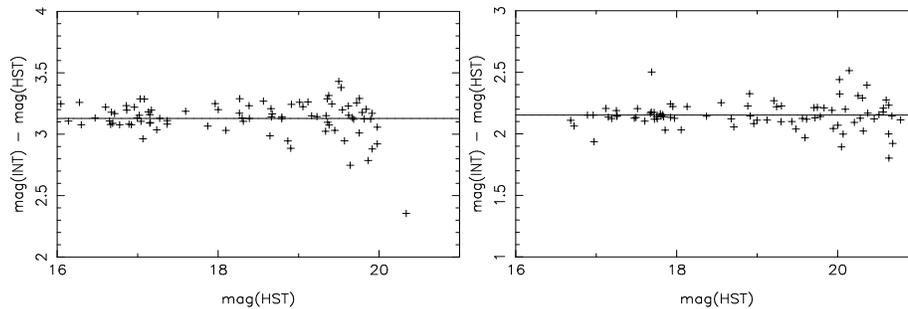
**FIG. 2.5** - Détermination du coefficient de conversion entre les magnitudes INT (système Vega) et les magnitudes MegaCam (AB), dans la bande i.

### 2.2.2 Données HST

Ces données ont été récupérées pour plusieurs raisons. La première chose est qu'elles se trouvent au centre du relevé INT. Elles vont pouvoir donner des informations sur la forme du cœur du profil de lumière de Draco. La deuxième raison est qu'il y a trois époques disponibles. Ce sera utile pour la mise au point d'une méthode de mesures des mouvements propres de Draco (voir chapitre §4). Enfin, elles vont servir pour la sélection des étoiles de Draco, dans le relevé MegaCam, notamment au niveau du calcul de la complétude des données MegaCam par rapport à ces données. Au préalable, il faut réduire les images, car elles ne sont présentes que sous forme brute.

La première étape est la suppression des distorsions géométriques de la caméra WFPC2 du HST. Elles sont supprimées par l'utilisation d'un algorithme qui applique des transformations géométriques sur les images. La deuxième étape est le recalage des images des différentes époques entre elles. Le programme Daomaster (Stetson, 1993) permet de connaître les translations mais aussi les rotations et les homothéties des images les unes par rapport aux autres. C'est une étape nécessaire pour la mesure des mouvements propres. Suivant les époques, le centre de chaque image n'est pas le même. Pour avoir une bonne mesure du mouvement propre de Draco, il faut qu'elles soient toutes parfaitement alignées. De plus, ces transformations sont utiles pour la suppression des rayons cosmiques et autres artefacts sur les images. Une fois le recalage effectué, un programme sélectionne toutes les images d'un même champ à toutes les époques. Il calcule ensuite la valeur médiane pour chaque pixel de ce champ et la compare aux valeurs des pixels. Ainsi, tout phénomène astronomique bref et intense, comme les rayons cosmiques, est supprimé. Au final, le programme construit de nouvelles images, en enlevant tous ces défauts. Enfin, les étoiles sont récupérées en utilisant de nouveau Daophot et Allstar. Cependant, les magnitudes obtenues grâce à Allstar ne sont pas calibrées, car il n'y a pas de référence en flux donnée au programme. La calibration se fait à l'aide des données INT. Les bandes V et I de la caméra WFPC2 sont calibrées par rapport aux bandes V et i de la caméra WFC, même s'il existe une légère différence entre la bande I du télescope HST et la bande i du télescope INT. Les coefficients de conversion sont trouvés en utilisant le même principe que pour la conversion des données INT dans le système AB : après une identification croisée entre les deux relevés, les coefficients de calibration sont déterminés en traçant les graphiques  $\text{mag}(\text{HST})$  en fonction

de  $\text{mag}(\text{INT}) - \text{mag}(\text{HST})$  dans chaque bande spectrale (figure 2.6). Les ajustements des données fournissent 3.13 et 2.12 respectivement pour les bandes V et i. Comme la calibration fait intervenir les données INT converties dans le système AB, le relevé HST est donc lui aussi calibré dans ce même système de magnitude.



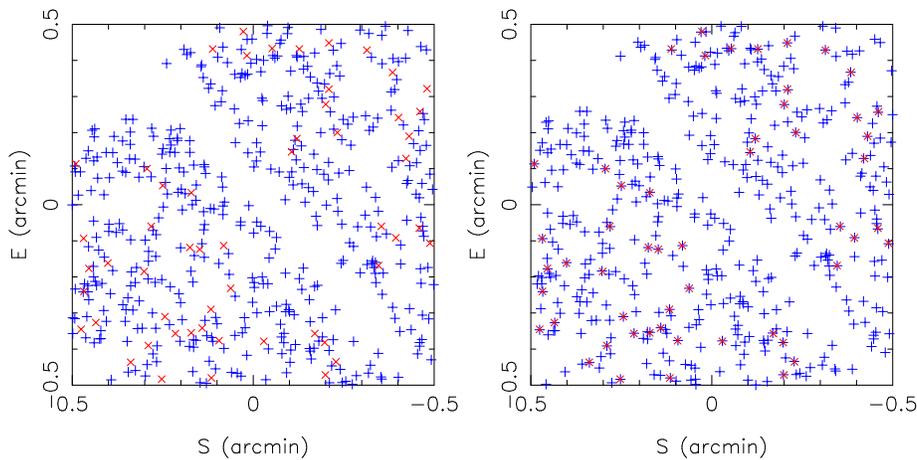
**FIG. 2.6** - Diagrammes de recherche du coefficient d'ajustement des magnitudes HST en fonction des magnitudes INT pour la bande V (gauche) et pour la bande i (droite).

### 2.2.3 Données CFHT

La réduction des observations faites avec la caméra MegaCam se fait avec le même type de procédure que celle utilisée pour les données INT. Le pipeline a été converti pour cette caméra. Le résultat est donc un fichier contenant les coordonnées, les magnitudes avec leur incertitude, et les indices de classification pour tous les objets détectés sur les images. Maintenant, se pose la question du choix des indices à retenir pour avoir une sélection d'étoiles de Draco la moins contaminée par le fond. Le relevé HST va aider à y répondre puisqu'il va permettre de calculer la complétude des données MegaCam, mais aussi de connaître le nombre d'objets MegaCam sans contrepartie HST, en fonction du choix des indices de classification dans les différentes bandes spectrales. Il faudra trouver un compromis entre ces deux critères, soit avoir une sélection avec une très bonne complétude, soit avoir le moins de faux objets. Pour avoir peu de faux objets, il faut des sélections sévères dans le choix des indices, ce qui amène à avoir un relevé avec un faible nombre d'étoiles, donc une faible complétude. A l'inverse, pour avoir une bonne complétude, il faut une sélection d'étoiles large ; ceci augmente le risque d'avoir de nombreux objets MegaCam sans contrepartie HST.

La recherche des faux objets consiste à compter les objets MegaCam qui n'ont pas de contrepartie dans le catalogue HST, alors que la complétude regarde le nombre d'objets manquants dans le relevé MegaCam par rapport au relevé HST. L'identification croisée ne se fait pas dans le même sens. Pour la recherche des faux objets, c'est l'identification croisée du catalogue HST par rapport au catalogue MegaCam, alors que pour la complétude c'est le contraire. Tout ceci se passe dans la bande spectrale, commune aux deux relevés, la bande i. La première chose à faire est de sélectionner tous les objets MegaCam présents dans les champs HST ; il y en a 932. Le relevé HST n'est pas utilisé dans son ensemble pour le calcul de complétude. L'identification croisée peut avoir du mal à se faire à cause de l'encombrement des images. De nombreuses étoiles possèdent des voisins très proches d'eux, avec des écarts pouvant atteindre 2-3 pixels seulement. Un objet MegaCam peut donc avoir plusieurs contreparties HST, ayant des magnitudes très différentes. La conséquence est une augmentation artificielle de la com-

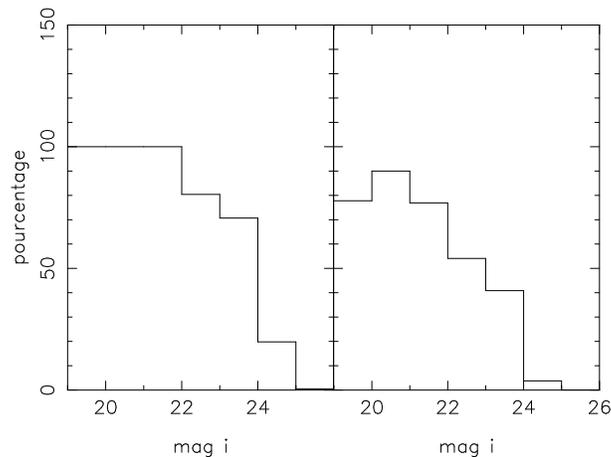
plétude. Il faut choisir un sous-échantillon du relevé HST. Sa construction se fait en plusieurs étapes. La première chose est de ne garder que les objets les plus isolés, c'est-à-dire ceux qui n'ont pas de voisins à moins de 10 pixels. Il y a aussi une sélection en  $\chi$  et *sharpness* pour supprimer les objets les moins circulaires de la liste, et n'avoir que des étoiles. Ces deux sélections se font en traçant un polygone autour de chaque distribution. Sur l'ensemble du champ HST, il y a 2057 sources lumineuses, et pour le sous-échantillon, il y en a 716. Par contre, pour la recherche des faux objets MegaCam, le catalogue HST peut être utilisé en entier, car s'il y a un ou plusieurs objets HST pour un objet MegaCam, cela ne change rien au résultat : l'objet MegaCam a une contrepartie HST. La possible multiplicité des contreparties HST s'explique de différentes manières. Ce peut être un problème lié à la résolution de l'instrument. Le télescope spatial arrive à mieux résoudre deux sources lumineuses très proches, alors que MegaCam n'en voit qu'une seule. Une autre explication possible est la non détection de l'objet astronomique, due à sa faible magnitude. La limite en magnitude, dans la bande i, pour MegaCam est de 24.5, alors qu'elle atteint 26 pour le relevé HST. Lors des identifications croisées, il faut aussi tenir compte du décalage d'astrométrie entre les deux relevés. Cet effet est non négligeable, puisque il est de  $1.44''$  en ascension droite et de  $1.33''$  en déclinaison. La partie de gauche de la figure 2.7 montre les positions des étoiles des deux relevés sans correction de l'astrométrie, alors que celle de droite est le résultat après correction.



**FIG. 2.7** - Le panneau de gauche illustre le décalage d'astrométrie entre les relevés HST et MegaCam. Le panneau de droite est le résultat des corrections astrométriques. Ces deux cartes ne montrent qu'une petite partie du relevé HST. Les symboles en bleu représentent les étoiles du relevé HST, alors que ceux en rouge représentent le relevé MegaCam.

La recherche du meilleur choix d'indices se fait en testant différentes combinaisons d'indices des trois bandes spectrales, et en comparant ensuite les résultats obtenus pour la complétude et le nombre de faux objets. La combinaison retenue est celle qui offre le meilleur compromis entre ces deux critères. Par exemple, si tous les objets sont sélectionnés, c'est-à-dire aucune contrainte sur les indices de classification (galaxies, étoiles et bruit), cela donne 122 faux objets, mais avec une très bonne complétude (voir panneau de gauche de la figure 2.8). Maintenant si le choix se restreint aux indices -1 et -2 dans toutes les bandes spectrales, la com-

plétude est moins bonne mais reste acceptable (panneau de droite de la figure 2.8). Jusqu'à une magnitude  $i = 23$ , elle est supérieure à 50%. Au-delà, elle diminue ; c'est en partie dû au temps de pose dans cette bande spectrale. La demande de temps stipulait une durée de  $\approx 950$ s, ce qui correspond à une magnitude limite de 24.5 pour un SNR de 10. A partir de la magnitude  $i = 23$ , on s'approche donc de la limite de détection. Le temps de pose risque de ne pas être suffisamment long pour bien les définir. Il sera donc plus difficile d'identifier leur nature. Ils auront un mauvais indice de classification. Pour les faux objets, il y en a seulement 18. Cependant, en identifiant ces étoiles sur les images HST, il apparaît que la plupart d'entre elles possèdent en fait une contrepartie. Les étoiles HST correspondantes n'ont pas été sélectionnées car elles sont situées près des bords des CCD, régions où la qualité de l'image est mauvaise. Ce sont aussi des étoiles avec un faible SNR et déformées. Toutes ces raisons font qu'il est difficile pour Allstar de les considérer comme étant des objets stellaires. Au total, il ne reste qu'une ou deux étoiles MegaCam qui n'ont pas de contrepartie clairement identifiée dans le catalogue HST. C'est donc la combinaison d'indices de classification égaux à -1 ou -2 dans les trois bandes spectrales qui va être utilisée pour faire une première sélection des étoiles de Draco.



**FIG. 2.8** - Figure montrant la complétude des données MegaCam par rapport à celles obtenues avec le HST. Le graphique de gauche montre le résultat en choisissant l'ensemble des objets MegaCam, alors que celui de droite est pour un choix d'indices de classification égaux à -1 ou -2.

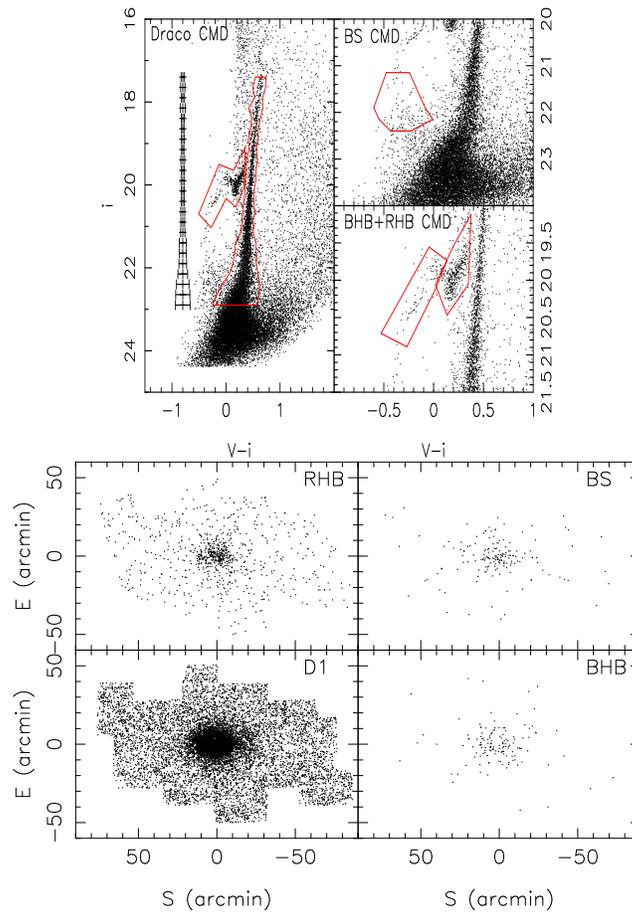
## 2.3 Sélection des étoiles

### 2.3.1 Données INT

La réduction a permis de faire déjà une première sélection. Toutefois, il reste à enlever du catalogue les étoiles d'avant-plan qui appartiennent à notre Galaxie. Il faut aussi supprimer les galaxies lointaines, qui sont quasi ponctuelles sur les images. Ces deux éléments forment le fond. Un moyen de faire cela est la construction du diagramme couleur-magnitude ( $V - i, i$ ) (CMD en abrégé). L'image de gauche de la figure 2.9 représente le CMD la zone centrale de la galaxie naine, contenue dans une ellipse, d'ellipticité  $e = 0.29$  et un demi-grand axe de  $6'$ . Sur

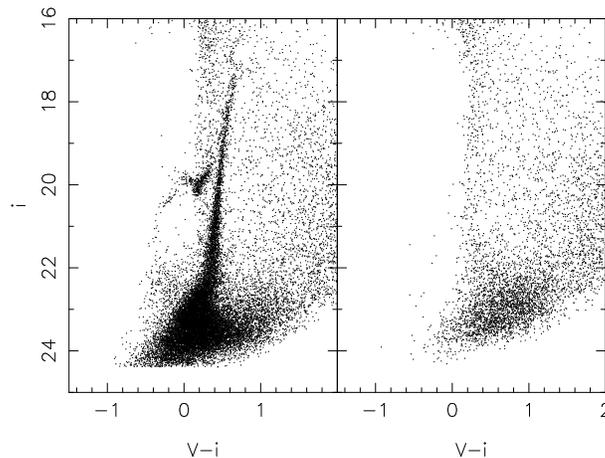
ce diagramme, on reconnaît la branche des géantes rouges (RGB) avec sa branche horizontale (HB), divisée en deux parties, la *blue horizontal branch* (BHB), et la *red horizontal branch* (RHB). On aperçoit aussi le *turnoff* de la séquence principale. Il y a enfin la présence des étoiles *blue stragglers* (BS), qui se trouvent en-deçà de la HB.

La sélection des étoiles de Draco s'effectue par la construction de boîtes autour de ces différentes branches (figure 2.9). La contamination due au fond est ainsi très fortement réduite. En effet, sur cette figure, le fond se manifeste par tous les points hors des différentes branches, mais aussi au niveau de la partie basse de la RGB. Les boîtes de sélection des BS, BHB et RHB sont construites à la main en entourant au plus près les étoiles souhaitées. Par contre le polygone de sélection de la RGB est déterminé de façon plus précise. La limite inférieure se trouve à mag  $i < 23.0$ . Ceci correspond à une incertitude sur les magnitudes  $i < 0.1$ . Au-delà de cette limite, la contamination est beaucoup plus importante et la précision sur la magnitude  $i$  est moins bonne. Pour déterminer la largeur de la boîte, le CMD est découpé par bande de 0.25 selon l'axe de la magnitude  $i$ . La distribution des étoiles dans chaque segment permet de calculer la moyenne et son écart-type de la RGB. La largeur est définie de telle sorte qu'on pose l'hypothèse que les étoiles de Draco se situent à  $\pm 3\sigma$  de la valeur moyenne.



**FIG. 2.9** - Haut : CMD et boîtes de sélection des différentes branches stellaires. Bas : cartes des distributions spatiales de Draco (D1), et des BHB, RHB et BS obtenus pour les données INT.

Ces boîtes sont utilisées pour sélectionner les étoiles de Draco dans tous les champs. En effet, certains champs ne montrent pas des branches aussi marquées lorsqu'on trace leur CMD. La figure 2.10 est un exemple de comparaison entre le CMD du champ central et celui d'un champ externe. Il est très difficile de faire la distinction entre les objets appartenant à la galaxie naine et ceux formant le fond dans ce champ extérieur. Toutefois, en supposant que les étoiles de Draco se distribuent de la même manière sur le CMD dans tous les champs, il est possible d'appliquer les polygones de sélection à tout le relevé. En faisant cette hypothèse, je suppose que les étoiles se trouvent toutes à la même distance de nous. Le catalogue des étoiles de Draco est ensuite projeté sur un plan perpendiculaire à la ligne de visée, et le premier résultat obtenu est la construction des cartes des différentes parties du CMD (image de droite de la figure 2.9). L'image de la distribution D1 correspond à la totalité de la sélection, alors que BHB, RHB et BS représentent les cartes respectives de ces différentes branches stellaires.

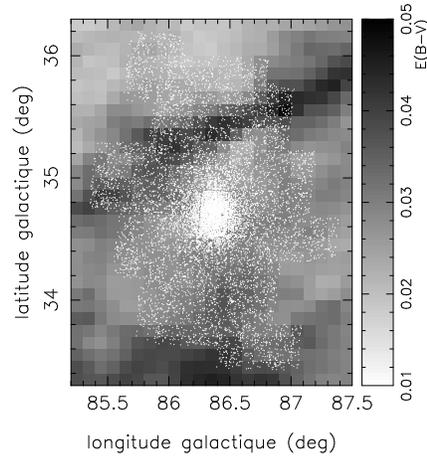


**FIG. 2.10** - Comparaison entre un CMD d'une région centrale (gauche) et d'une région externe (droite) de la galaxie naine.

L'utilisation d'un masque permet donc de réduire, de façon significative, la proportion du fond. On peut avoir une estimation de cette valeur en calculant la médiane de la densité d'étoiles en dehors d'une ellipse, d'ellipticité  $e = 0.29$  et de demi-grand axe  $a = 60'$ . Sans le masque, la densité du fond est de  $6.0 \pm 0.82 \text{ arcmin}^{-2}$ , alors qu'avec l'application de la boîte de sélection, elle n'est plus que de  $0.44 \pm 0.22 \text{ arcmin}^{-2}$ . Toutefois, l'utilisation de cette méthode pour sélectionner les étoiles de Draco pose des problèmes. Elle réduit les chances de détecter des étoiles appartenant à la galaxie naine mais qui se trouvent sur une autre branche des géantes rouges. En effet, il est tout à fait possible que les étoiles des champs externes soient plus vieilles ou plus déficientes en métaux. Ceci se manifeste sur le CMD par un décalage en couleur de la RGB. Cet effet peut se tester en décalant les boîtes de sélection sur le CMD. Le décalage appliqué équivaut à une distance de 1 kpc, car d'après la carte D1 de la figure 2.9, il semble que ce soit le rayon de la galaxie. Au-delà, il est difficile de distinguer les étoiles de Draco du fond. Le but de ce décalage est de voir s'il manque des étoiles de Draco dans le catalogue. La fraction d'étoiles perdues est de 0.008%. Ce résultat indique que la quasi totalité des étoiles de Draco se trouvent bien à l'intérieur du masque.

Un autre facteur qui peut gêner lors de la sélection des étoiles est l'extinction le long de

la ligne de visée. Elle modifie la magnitude des étoiles, et peut être à l'origine des trous dans les données. La vérification de l'importance de cet effet se fait par la construction de la carte d'extinction de Draco (figure 2.11) à l'aide des coefficients de Schlegel (Schlegel et al., 1998). Cette figure nous montre que les valeurs de l'extinction sont très faibles dans cette zone. Elles ne dépassent pas  $E(B - V) = 0.04$ . Cette valeur maximale n'est atteinte que sur une petite partie du halo. La valeur moyenne de l'extinction sur toute la zone de la figure 2.11 vaut  $E(B - V) = 0.029 \pm 0.007$ . Au vue de la moyenne, l'extinction ne joue donc qu'un rôle mineur dans la présence des trous. De plus, elle peut être négligée pour le reste de l'étude puisqu'elle varie très peu.

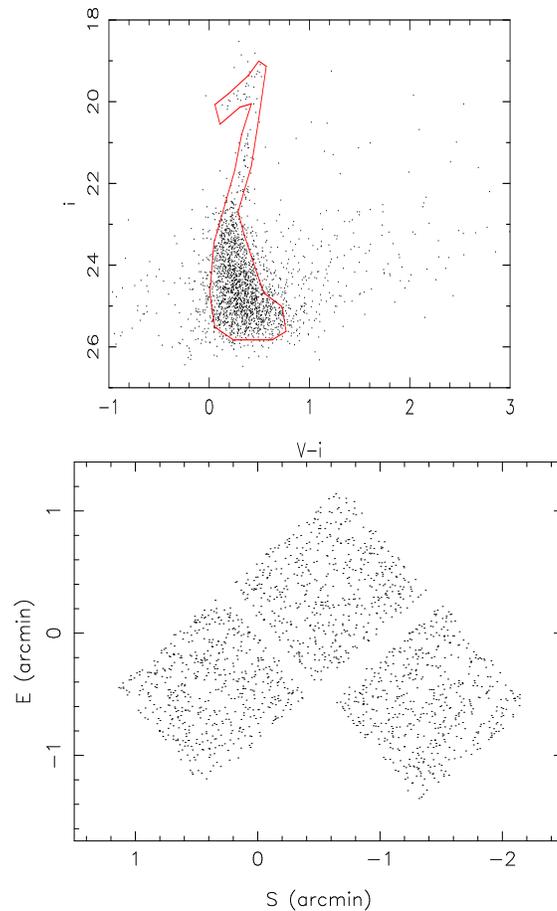


**FIG. 2.11** - Carte d'extinction de Draco suivant les coefficients de Schlegel.

Au final, la sélection D1 contient 11726 étoiles, dont 138, 881 et 167 étoiles respectivement pour les BHB, RHB et BS.

### 2.3.2 Données HST

Après la réduction et la calibration en magnitude des objets détectés sur les images HST, il faut récupérer les étoiles de Draco. La manière de faire est la même que précédemment, en traçant le CMD ( $V - i, i$ ), représenté sur la partie du haut de la figure 2.12. On peut remarquer qu'il va plus bas en magnitude que celui des données INT; il atteint la magnitude de 26 dans la bande  $i$ . Toutefois, la partie de la branche horizontale est très peu visible puisque la limite supérieure est de 20 dans cette même bande. La sélection se fait en construisant un polygone autour des différentes branches stellaires. Il est construit de telle manière qu'il entoure le plus près possible les étoiles de Draco. Contrairement aux relevé INT, il n'y a pas de limite inférieure à la sélection, car je considère que le relevé HST est peu contaminé par les galaxies dans cette zone-là. De plus, compte tenu de sa meilleure résolution, supposer que les galaxies sont facilement identifiables comparées aux données INT n'est pas si éloigné de la réalité. Cette hypothèse se vérifie bien par l'étude visuelle des images, où il est très facile de reconnaître les galaxies des étoiles. Le catalogue final contient 1635 étoiles. Le panneau du bas de la figure 2.12 montre la distribution spatiale de ces étoiles.



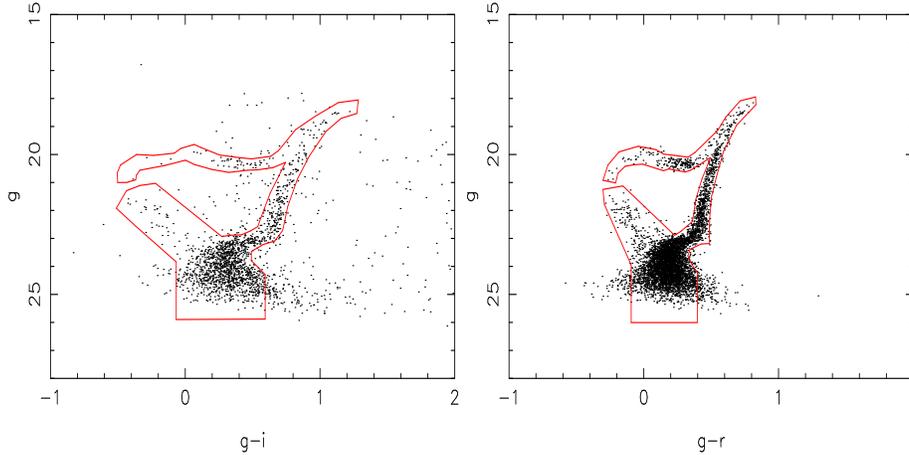
**FIG. 2.12** - CMD et boîte de sélection (en haut), et carte spatiale (en bas) des étoiles de Draco dans le relevé HST.

### 2.3.3 Données CFHT

Après une première sélection en ne gardant que les objets avec des indices de classification égaux à -1 ou -2 dans les trois bandes spectrales, le catalogue d'étoiles est affiné par l'utilisation des diagrammes couleur-magnitude pour ne récupérer que les étoiles de Draco. Contrairement aux autres données où il n'y avait que deux bandes spectrales, ici il y en a trois, ce qui doit permettre une meilleure sélection.

Pour exploiter toute l'information apportée par ces trois bandes spectrales au niveau de la sélection des étoiles de Draco, deux diagrammes couleur-magnitude ( $g-i, g$ ) et ( $g-r, g$ ) (figure 2.13) sont utilisés successivement pour construire le catalogue final. Les polygones sont déterminés à partir des étoiles situées au centre de la galaxie, dans une ellipse de 0.29 d'ellipticité et de  $9'$  de demi-grand axe. Les parties sélectionnées du CMD sont la branche des géantes rouges, les parties bleue et rouge de la branche horizontale, les *blue stragglers*, les étoiles au niveau du *turnoff*, et les premières étoiles de la séquence principale. Les polygones sont relativement étroits pour éviter une trop forte contamination par le fond. Le premier polygone sélectionne 28873 étoiles, et le second 25508. Les incertitudes sur les magnitudes dans ces sélections ne dépassent pas une valeur égale à 0.15 dans les trois bandes. De nouveau, le CMD

$(g-i, g)$  est construit avec cette dernière liste d'étoiles. Le but est d'optimiser cette dernière sélection en prenant en compte le rapport signal sur bruit des différentes branches stellaires.



**FIG. 2.13** - Figures montrant les boîtes de sélection utilisées pour les deux sélections d'étoiles de Draco du relevé MegaCam.

L'utilisation du CMD pour sélectionner les étoiles appartenant à une galaxie, est une méthode efficace. Toutefois, elle a un inconvénient au niveau des champs externes. Dans ces régions, le fond possède une densité équivalente, voire supérieure, à la galaxie. Ceci se traduit par une mauvaise détection des branches stellaires dans le CMD. C'est le cas pour les champs externes de Draco avec les relevés INT et MegaCam (voir la figure 2.10 pour un exemple). En appliquant les mêmes boîtes de sélection que celles utilisées pour les zones centrales de la galaxie, on sélectionne aussi des objets indésirables. Ceci peut poser des problèmes lors de l'analyse de Draco, par exemple lors du tracé du profil de brillance de surface, ou lors de la recherche d'effets de marée dans les parties externes de son halo. L'optimisation de la sélection des étoiles de Draco au niveau du CMD sert à réduire encore plus la contamination. La méthode consiste à ne garder que les zones du CMD qui apportent de l'information.

L'optimisation se fait par la construction d'une grille à l'intérieur du masque de sélection, où chaque quadrillage reflète le SNR entre les étoiles de Draco et le fond. Deux CMD de zones distinctes servent pour le calcul de ces SNR. Il y a une zone centrale, qui fait moins de  $6'$ , et une zone externe, comprise entre  $60'$  et  $90'$ . La zone interne représente le signal car c'est dans cette région que les étoiles de Draco sont les plus visibles. Le bruit est quant à lui fourni par la partie externe. Le SNR est calculé en faisant le rapport des comptages des étoiles de ces deux CMD, pour chaque case de la grille.

Toutefois, la formule diffère suivant la zone souhaitée à optimiser, soit la partie centrale soit la partie externe de la galaxie. Pour une optimisation dite centrale, la relation est :

$$SNR = \frac{S - N}{\sqrt{\sigma_S^2 + \sigma_N^2}} \quad (2.1)$$

où  $S$  représente le signal et  $N$  le bruit, et  $\sigma_S$  et  $\sigma_N$  sont leur incertitude poissonnienne respective. Cette relation est préférée pour cette optimisation car dans cette partie de la galaxie, le fond

ne représente qu'une petite fraction de toute l'information. Par contre, pour optimiser le halo de Draco, le raisonnement est différent. Dans les parties externes de la galaxie, le fond est présent, de façon homogène, sur l'ensemble du CMD. La partie intéressante de l'information se situe dans le polygone de sélection, mais ne représente qu'une petite fraction du signal situé au centre de Draco (appelé  $S$ ). Si  $f$  représente la fraction du signal de Draco dans les parties externes, le rapport signal sur bruit s'écrit :

$$SNR = \frac{(N + f \cdot S) - N}{\sqrt{(N + f^2 \cdot S) + N}} \quad (2.2)$$

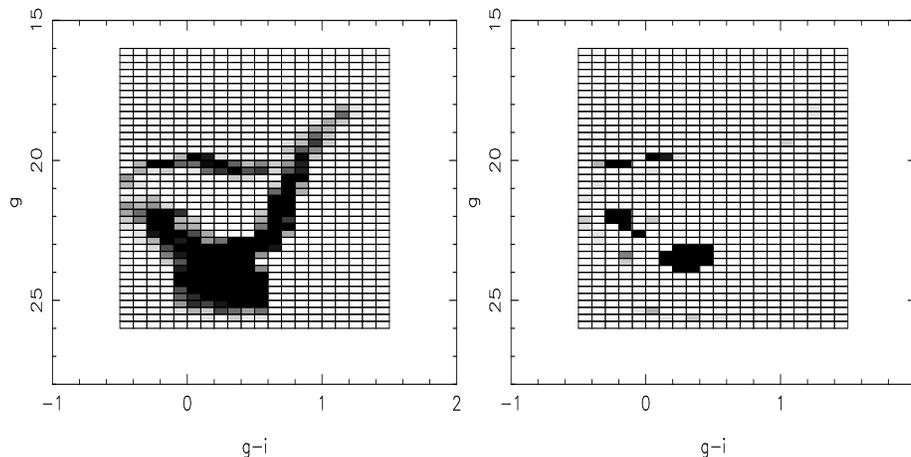
avec  $(N + f \cdot S)$  qui est l'information totale contenue dans un quadrillage du CMD, et  $N + f^2 \cdot S$  l'incertitude poissonnienne correspondante. Comme la valeur de  $f$  risque d'être petite, le dénominateur de l'équation 2.2 se simplifie et s'écrit  $2 \cdot N$ . Le SNR devient :

$$SNR = \frac{f \cdot S}{\sqrt{2 \cdot N}} \quad (2.3)$$

Au final, la formule utilisée pour une optimisation externe a la forme :

$$SNR = \frac{S}{\sqrt{N}} \quad (2.4)$$

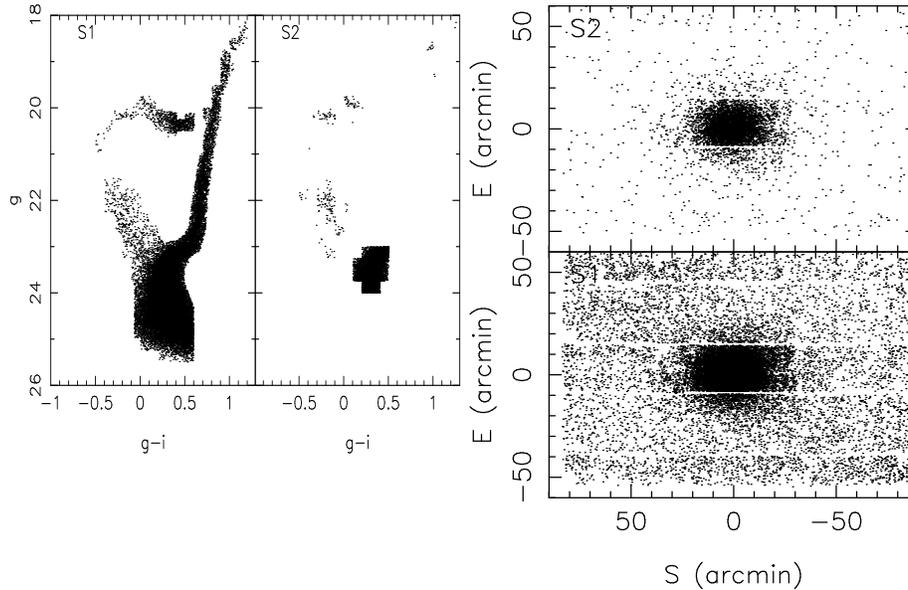
L'équation 2.4 ne représente pas rigoureusement le SNR ; il manque le facteur  $f/\sqrt{2}$ . Toutefois, ce facteur est constant, donc il ne joue aucun rôle dans la maximisation du signal sur bruit pour l'optimisation externe.



**FIG. 2.14** - Comparaison des grilles signal sur bruit avant (gauche) et après (droite) une optimisation externe.

Une fois la grille SNR construite pour chaque optimisation, il faut choisir les cases qui apportent de l'information. Tout d'abord, la première à être sélectionnée est celle qui possède le SNR le plus grand. Le deuxième SNR le plus haut est ajouté au premier. Pour additionner deux SNR, on fait la somme des signaux entre eux et des incertitudes au carré entre elles. Si ce nouveau SNR est supérieur au précédent, il est conservé ainsi que la case de la grille. Si ce n'est pas le cas, la case est rejetée et le SNR reprend sa valeur précédente. Cette opération est répétée pour l'ensemble des valeurs de la grille, prises dans le sens décroissant. La figure 2.14 montre

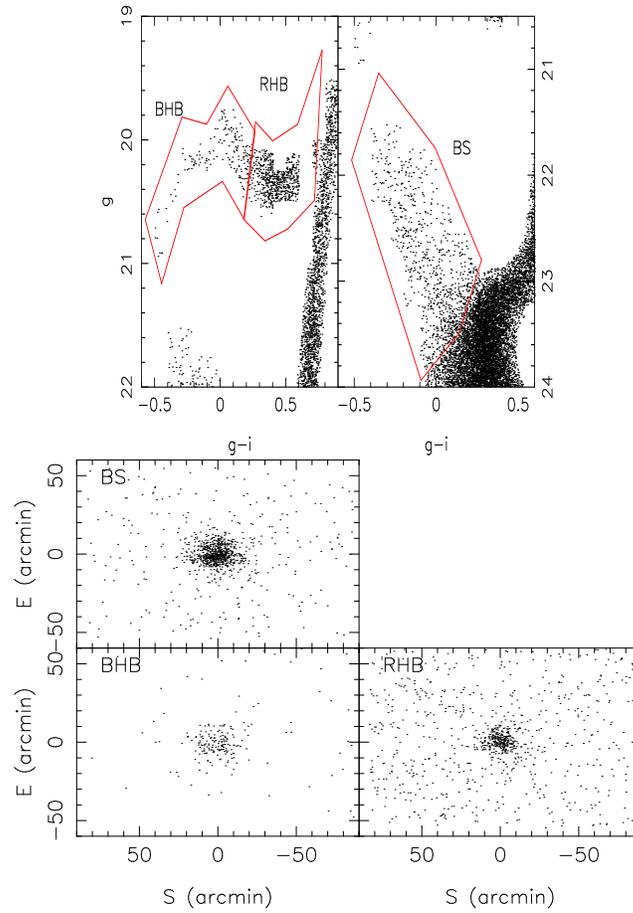
le résultat de l'optimisation externe. La partie de gauche représente la grille du SNR au départ, avant optimisation, et celle de droite montre le choix des cases où se trouve l'information pour une optimisation externe.



**FIG. 2.15** - Figure montrant le CMD et la distribution spatiale de chaque optimisation, centrale (S1) et externe (S2), obtenus avec les données MegaCam.

Les grilles d'optimisation faites, il est possible de récupérer les étoiles de Draco. La partie de gauche de la figure 2.15 représente les sélections pour une optimisation centrale (à gauche) et pour une optimisation externe (à droite). Ce sont ces zones-là qui vont être appliquées à l'ensemble des champs MegaCam. Ces deux graphiques montrent bien que ce ne sont pas les mêmes zones qui sont privilégiées. Dans le cas de l'optimisation centrale, l'ensemble du CMD est sélectionné, alors que pour l'autre optimisation, c'est surtout la zone du *turnoff*. Il n'y a pas de réelle différence entre une optimisation centrale et une sélection polygonale simple car le polygone est construit à partir du cœur de la galaxie, là où le SNR est le plus important. Par contre, la région choisie pour l'optimisation externe s'explique par le fait qu'il est très difficile de discerner la partie haute de la RGB et la HB sur le CMD des champs externes. Les catalogues finaux contiennent 24890 étoiles pour une optimisation centrale et 6155 étoiles pour l'optimisation externe. Le graphique de droite de la figure 2.15 montre les distributions spatiales de ces deux sélections.

Comme précédemment, je m'intéresse aussi aux branches stellaires BHB, RHB et BS. Elles sont sélectionnées, à partir de la liste d'étoiles obtenues après le CMD ( $g-r, g$ ), en construisant aussi le CMD ( $g-i, g$ ). Comme ce sont des parties du CMD qui ne sont pas trop contaminées par le fond, il n'est pas nécessaire de faire la sélection à partir des listes finales après optimisation. Leur sélection se fait par le tracé d'un polygone autour de chaque branche, qui ensuite va être appliqué à la totalité des données (partie gauche de la figure 2.16). Le nombre d'étoiles récupérées est de 200 étoiles pour les BHB, 879 pour les RHB et 968 pour les BS. Une comparaison rapide avec le relevé INT montre que le nombre d'étoiles des différentes branches a légèrement augmenté, sauf pour les BS. Ceci est simplement dû à la forme des boîtes de sélection.



**FIG. 2.16** - CMD des différentes branches stellaires (gauche) et leur carte respectives (droite) du relevé MegaCam

tion qui ne sont pas les mêmes dans les deux cas. Toutefois, au vue des cartes spatiales (partie droite de la figure 2.16), il n'y a pas de grosses différences entre les deux relevés, ce qui va être confirmé dans la partie suivante.

## Chapitre 3

# Analyse des données photométriques de Draco



Dans cette partie, je vais aborder l'étude photométrique de Draco, effectuée grâce aux images prises par les télescopes INT, HST et CFHT. Ces données vont me permettre d'étudier la morphologie de cette galaxie naine, en construisant son profil de brillance de surface, mais aussi en regardant la distribution spatiale de ses étoiles. Ces relevés étant plus profonds en magnitude que ceux des études précédentes, je vais aussi chercher, dans son halo, des traces d'effets de marée susceptibles d'être produits par la Voie Lactée.

### 3.1 Distribution des populations stellaires

#### 3.1.1 Draco

##### Construction des profils de brillance de surface

Le profil de brillance de surface de Draco se construit à partir d'une série d'ellipses avec des rayons elliptiques différents, et possédant les paramètres trouvés par Odenkirchen et al. (2001), à savoir une ellipticité égale à 0.29 et une position angulaire du demi-grand axe de  $88^\circ$  (dans le sens de rotation nord-est). Il suffit, ensuite, de compter le nombre d'étoiles se trouvant dans

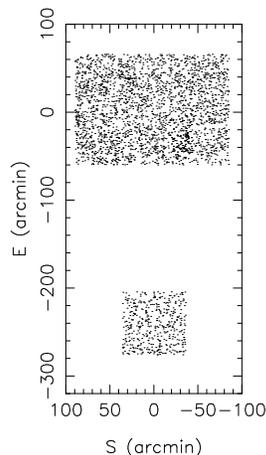
chaque anneau, et de diviser par la surface. Toutefois, pour tracer un profil qui soit le plus précis possible, il faut tenir compte de plusieurs effets indésirables :

- trous entre les CCD,
- trous dus aux étoiles saturées d'avant-plan,
- présence d'un fond.

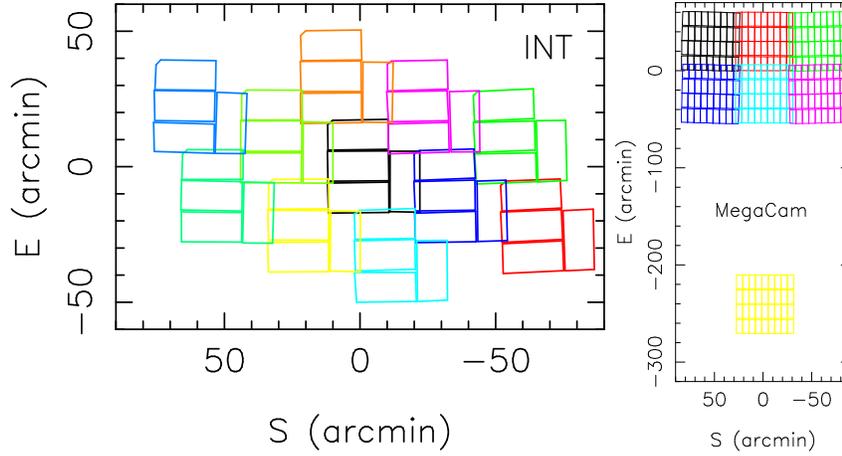
Les deux premiers points vont avoir une influence sur le calcul de la surface, alors que le troisième doit être pris en compte dans la détermination du nombre d'étoiles dans chaque anneau.

Les étoiles brillantes proches de nous masquent une partie de Draco. Ce sont ces étoiles qui sont responsables des gros trous dans les relevés. Pour les prendre en compte dans le calcul, il faut soustraire la surface qu'elles cachent. Comme ce sont des étoiles d'avant-plan, il est possible de les identifier à l'aide du catalogue USNO. Seules les étoiles avec une magnitude B inférieure à 16 sont gardées. Le choix s'est porté sur la bande spectrale B car il n'y a ni de bande V, ni de bande i dans ce catalogue. C'est donc celle qui se rapproche le plus des magnitudes des trois relevés. La sélection des étoiles USNO ne descend pas plus bas en magnitude car elle risque d'enlever des étoiles appartenant à Draco. Sur le CMD obtenu avec le relevé INT, le haut de la RGB, qui est clairement identifié, se trouve aux environs de la magnitude 17 dans la bande i. Il se peut qu'il y ait des étoiles de Draco à des magnitudes légèrement plus élevées. C'est pour éviter de rajouter des faux trous que la limite en magnitude est fixée à 16. Le rayon de chaque étoile brillante est donné par une formule empirique, qui est fonction de sa magnitude. Le résultat final est la construction de la carte du ciel avec l'emplacement des étoiles brillantes (figure 3.1) qui est utilisée à la fois pour les données INT et MegaCam. On peut voir que la plupart des trous proviennent bien de ces étoiles.

Il reste maintenant à prendre en compte les trous entre les CCD. Sur toutes les caméras, les CCD ne sont pas parfaitement disposés côte à côte ; il y a toujours des petits espaces entre eux. Pour les supprimer dans le calcul de la surface, la façon de faire est de déterminer la position des sommets de chaque CCD sur le ciel. La figure 3.2 représente les cartes des CCD pour les relevés INT et MegaCam. On peut voir notamment, qu'il y a des espaces conséquents entre les CCD de la caméra MegaCam.



**FIG. 3.1** - Figure représentant la carte des emplacements des étoiles brillantes du catalogue USNO se trouvant dans les régions d'observation.



**FIG. 3.2** - Figure représentant la carte des emplacements des différents CCD pour les deux relevés, MegaCam (graphique de droite) et INT (graphique de gauche).

Il faut aussi prendre en compte un fond qui sera soustrait aux mesures. Même si les boîtes de sélection permettent de réduire la contamination, il reste néanmoins une partie qui se trouve au même niveau que les étoiles de Draco dans le diagramme couleur-magnitude. La carte de Draco (figure 2.8), obtenue avec le relevé INT, montre bien la présence d'un fond non négligeable, déjà visible à partir de 0.5 kpc. Suivant les données étudiées, le calcul du fond se fait différemment.

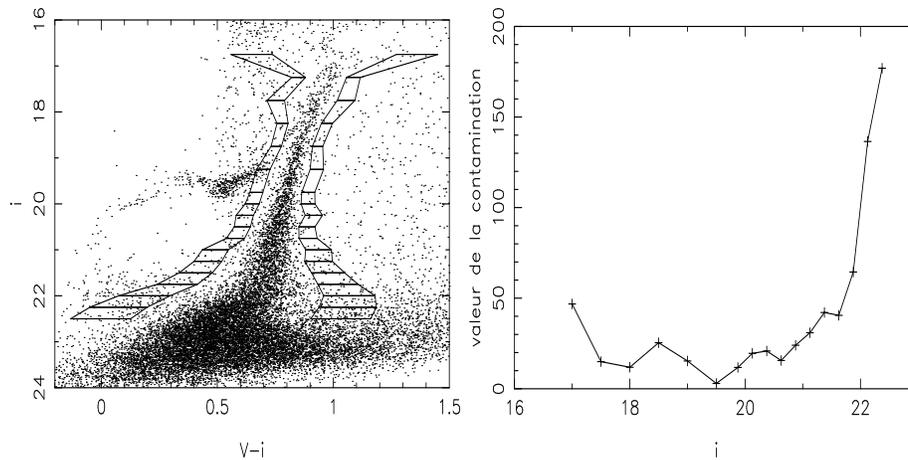
### Données INT

Cette contamination est estimée à partir des CMD des différents champs, en utilisant les parties externes autour de la RGB. Les zones utilisées se trouvent entre  $[3\sigma ; 5\sigma]$  et entre  $[-5\sigma ; -3\sigma]$ , et sont échantillonnées en magnitude  $i$ . La partie gauche de la figure 3.3 illustre cette explication. Les étoiles situées dans ces boîtes sont supposées appartenir au fond. Elles servent à estimer le fond au niveau de la RGB, en faisant une interpolation linéaire, tout en tenant compte du rapport des surfaces. La formule utilisée est de la forme :

$$N_c = \frac{S_c}{S_g + S_d} \cdot (N_d + N_g) \quad (3.1)$$

où  $N_c$  est l'estimation des objets indésirables dans la boîte de sélection,  $N_d$  et  $N_g$  sont les nombres d'étoiles se trouvant respectivement dans les zones  $[3\sigma ; 5\sigma]$  et  $[-5\sigma ; -3\sigma]$  et  $S_c$ ,  $S_d$ , et  $S_g$  sont les surfaces de ces différentes zones. Cette formule donne le nombre d'objets indésirables par bin, qui peut être représenté graphiquement (partie droite de la figure 3.3). Le nombre total d'objets, appartenant au fond dans la boîte de sélection, s'obtient en additionnant chaque valeur de ce graphique. L'avantage de cette méthode est qu'elle donne une estimation du fond pour chaque champ du relevé. Ce peut être utile pour l'analyse de portions précises du profil, mais aussi lors de la construction d'une carte spatiale résultante de la soustraction d'un modèle aux données.

Pour supprimer la contamination dans chaque anneau, il faut tenir compte de la proportion d'objets indésirables qu'apporte chaque champ. L'hypothèse sous-jacente est que le fond se distribue de façon uniforme dans chaque champ. La partie de gauche de la figure 3.4 montre la

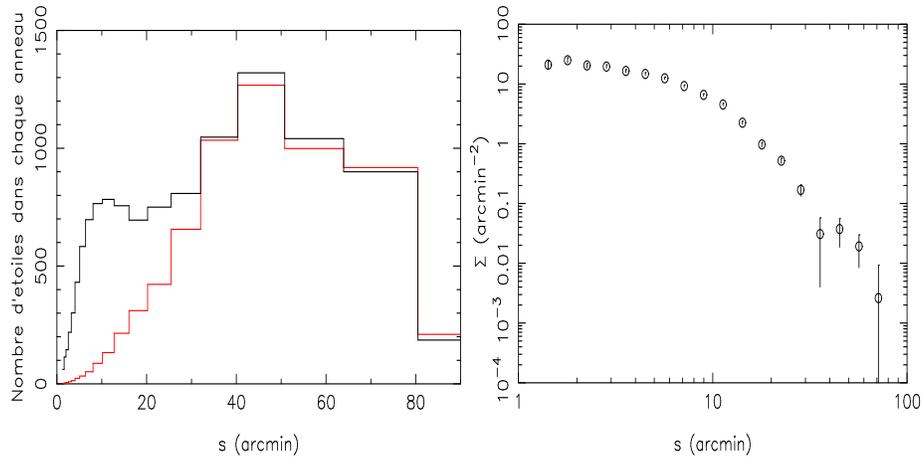


**FIG. 3.3** - Représentation des différentes zones servant à la détermination du fond, pour chaque champ, à l'aide du CMD (gauche) pour les données INT. L'image de droite indique le nombre d'étoiles, obtenu par interpolation, dans la boîte de sélection pour différentes valeurs de magnitude  $i$ . Le calcul est fait pour le champ central du relevé INT. La même opération est faite pour les autres champs.

distribution des étoiles dans chaque anneau (tracé noir) ainsi que le nombre d'objets indésirables associé (tracé rouge). Toutefois, la question de la pertinence de l'hypothèse d'une interpolation linéaire pour trouver le nombre de d'objets indésirables peut se poser. On a déjà vu qu'au-delà de  $60'$ , la probabilité de trouver des étoiles de Draco est faible (figure 2.9). La densité du fond et celle de Draco sont du même ordre de grandeur. Les parties externes ( $\geq 60'$ ) des deux histogrammes sont donc égalisées en calculant un coefficient. Une fois trouvé, il est appliqué à l'histogramme entier des objets non souhaités. Le nombre final d'étoiles dans chaque anneau est :

$$N_f = N - N_c \cdot \beta \quad (3.2)$$

avec  $N$  le nombre total d'étoiles dans un anneau,  $N_c$  le nombre d'objets indésirables présents dans le même anneau,  $\beta$  le coefficient, et  $N_f$  le nombre final d'étoiles. La valeur trouvée pour  $\beta$  est 0.98. Ceci montre que l'interpolation linéaire est une bonne approche pour la détermination du nombre d'objets appartenant au fond. Elle est la même quelque soit l'échelle de mesure choisie pour le tracé du profil de brillance de surface. En effet, pour mettre en évidence différentes parties du profil de lumière, deux types d'échelle sont utilisés, une échelle logarithmique et une échelle linéaire. L'échelle logarithmique donne l'allure générale du profil, alors que l'échelle linéaire met plus en évidence les sous-structures. Cette dernière échelle est aussi subdivisée en deux pas. Le premier pas d'échelle est petit ( $0.6'$ ) pour mieux contraindre la partie centrale de la galaxie naine, notamment pour avoir la forme du cœur (plat ou piqué); le second est plus grand ( $6'$ ) pour avoir une meilleure statistique dans la partie externe de Draco. Le changement de pas, pour l'échelle linéaire, se voit sur la partie gauche de la figure 3.4; il se manifeste par une brusque augmentation des comptages dans les deux histogrammes pour  $s \geq 24'$ . Dans la suite,  $s$  est utilisé pour désigner le rayon elliptique ( $s = \sqrt{x^2 + y^2 / (1 - e^2)}$ ), alors que  $r$  est pour un rayon circulaire ( $r = \sqrt{x^2 + y^2}$ ). Une fois avoir pris en compte la contamination par le fond et les trous dans le calcul, on obtient le profil de brillance de surface de Draco, représenté sur la



**FIG. 3.4** - La figure de gauche représente la distribution des étoiles de Draco (histogramme noir) et celle du fond (histogramme rouge) en fonction de la distance elliptique. Celle de droite est le résultat de la construction du profil de brillance de surface avec le relevé INT.

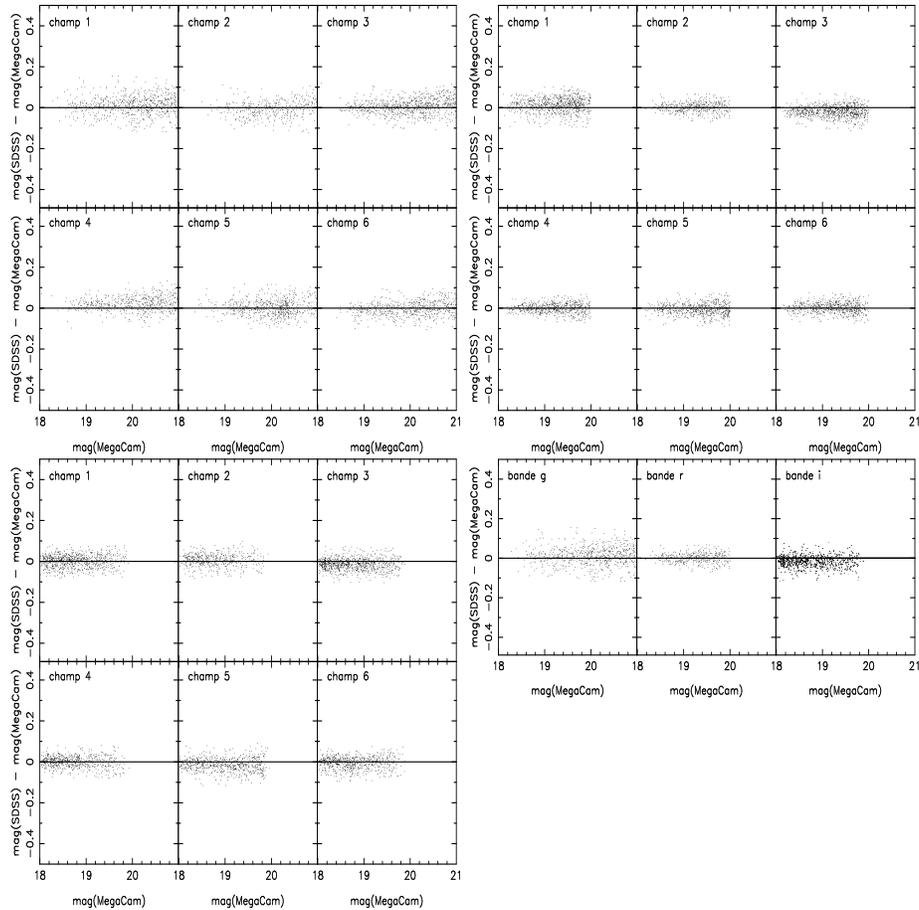
partie droite de la figure 3.4, avec un pas logarithmique.

### Données MegaCam

J'ai tracé les profils des données MegaCam avec une méthode légèrement différente. Elle se situe au niveau de l'estimation du fond. Il est mesuré en se servant du dernier champ, le champ 7, centré autour de  $(\alpha = 17^{\text{h}}19^{\text{m}}58.8\text{s}; \delta = +53^{\circ}54'54.0'')$ . Ce champ a été observé aussi loin de Draco spécialement pour la détermination du fond. De cette manière, il n'y a pas d'étoiles de Draco ; les objets astronomiques présents sont donc les étoiles d'avant-plan appartenant à la Voie Lactée et les galaxies d'arrière-plan. En utilisant ce champ, on suppose que le fond de cette région du ciel est le même que celui au niveau de la galaxie naine. La sélection des objets dans ce champ se fait avec les mêmes critères que ceux utilisés lors de la sélection des étoiles de Draco, à savoir les sources lumineuses avec des indices de classification égaux à -1 ou -2 et les différentes boîtes de sélections des CMD. Il y a donc deux valeurs pour le fond, une pour l'optimisation centrale, et une autre pour l'optimisation externe.

Toutefois, un problème de calibration photométrique risque de se poser avec ce champ. En effet, lors de la procédure de réduction, les parties de recouvrement entre les champs sont utilisées pour homogénéiser les magnitudes entre elles. Le champ 7 est isolé. Il peut donc y avoir une légère différence de magnitude entre ce dernier et les autres champs. Ce n'est pas dû à un problème d'extinction, puisque la valeur trouvée est du même ordre de grandeur que celle de Draco. Pour savoir si la calibration photométrique est bonne, le catalogue SDSS est utilisé pour tracer la corrélation entre ce dernier et le relevé MegaCam dans les différentes bandes spectrales. Le choix s'est porté sur ce catalogue car les bandes spectrales de la caméra MegaCam sont sensiblement les mêmes que celles du relevé. Il existe une relation simple (donnée dans les *headers* des images) qui permet de convertir les magnitudes MegaCam en magnitude SDSS. En appliquant cette formule, et en récupérant les objets SDSS se trouvant dans les champs MegaCam, il est possible de tracer les graphiques de corrélation. Ils sont représentés sur la figure 3.5. En

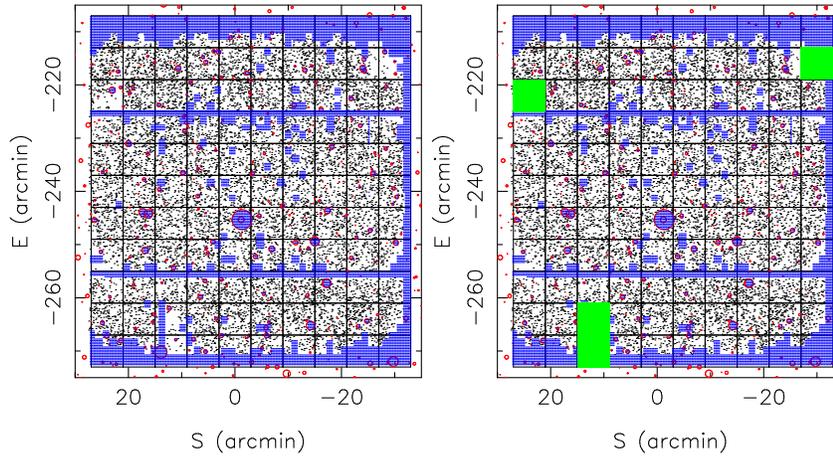
moyenne, la différence entre les magnitudes SDSS et les magnitudes MegaCam sont de l'ordre de quelques centièmes, ce qui correspond à l'incertitude donnée après la réduction. Au final, la photométrie du champ 7 est en accord avec celle du SDSS, mais aussi avec celle des autres champs MegaCam autour de Draco.



**FIG. 3.5** - Ensemble des figures montrant la corrélation des calibrations en magnitude entre les relevés SDSS et MegaCam, pour tous les champs dans les trois bandes spectrales. La figure en haut à gauche correspond aux 6 champs entourant Draco dans la bande g, celle en haut à droite à la bande r, et celle en bas à gauche à la bande i. La dernière figure représente les corrélations du champ 7 dans les trois bandes.

Pour connaître la valeur de la densité du fond, il suffit de compter le nombre de sources lumineuses dans ce champ, et de diviser par sa surface. Pour la surface, il faut enlever tous les trous, créés par les espaces entre CCD, par les étoiles d'avant-plan, mais aussi certaines parties de CCD. En effet, sur certains CCD, des zones sont moins peuplées d'objets astronomiques, comme si les pixels de ces zones étaient défectueux. La conséquence est la création de trous artificiels qu'il faut supprimer dans le calcul de la surface. La partie de gauche de la figure 3.6 montre la distribution spatiale des objets du champ 7, ayant des indices de classification égaux à -1 ou -2. Sur cette figure sont aussi représentées, en couleur, toutes les zones supprimées. Cependant, il reste quelques endroits où il y a un manque manifeste d'information. Il y a 4

pixels qui sont moins peuplés que les autres. Ces zones ont une influence sur la détermination du fond, en faussant la valeur de la surface utile. Ils ne sont donc pas pris en compte dans le calcul, ainsi que les étoiles présentes à l'intérieur. Le graphique de droite de la figure 3.6 montre en vert les pixels non retenus volontairement.

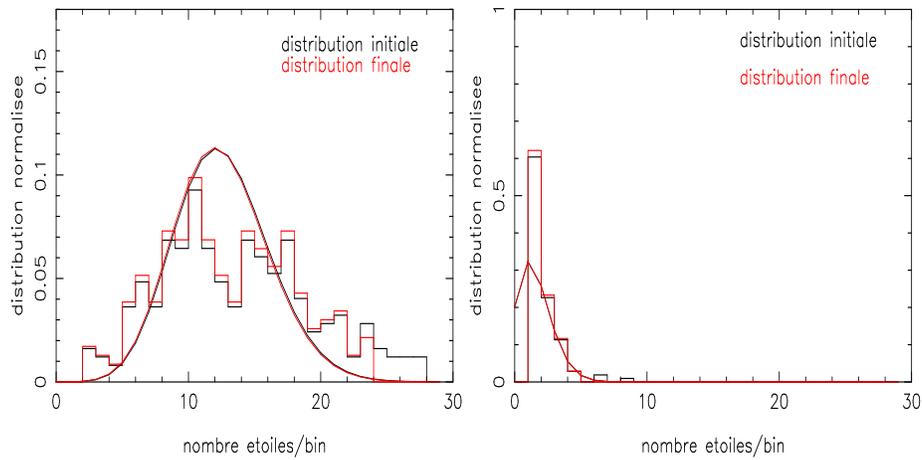


**FIG. 3.6** - Cartes montrant les zones non retenues dues aux différents sources de trous (gauche). Les zones en bleu représentent les trous dus aux espaces entre CCD, et les cercles rouges affichent l'emplacement des étoiles USNO. Le graphique de droite est la même carte, avec en plus l'ajout des zones rejetées pour un problème de comptage sur les CCD (droite).

Comme le montre la figure 3.6, le champ 7 est subdivisé en plusieurs carrés de  $6' \times 6'$  de côté. Le nombre de sources lumineuses est déterminé dans l'ensemble des cases. Il est ensuite possible de tracer la distribution normalisée du nombre d'étoiles par bin (graphiques de la figure 3.7). La détermination de la valeur du fond se fait par l'ajustement d'une loi de Poisson sur cet histogramme. Cependant, les pixels se trouvant à une distance  $> 3\sigma$  de la valeur moyenne, donnée par l'ajustement, ne sont pas gardés. Avec de telles densités, ils représentent plus des amas de galaxies que le fond lui-même. Une fois ces pixels supprimés, un deuxième ajustement est fait sur la nouvelle distribution. Par itérations successives, les mauvais pixels sont retirés. Lorsqu'il n'y a plus de cases au-delà de  $3\sigma$ , la valeur de l'ajustement fournit le nombre total d'objets indésirables. Pour avoir la densité du fond, il suffit de diviser par la surface de la zone correspondante, en enlevant les pixels non retenus.

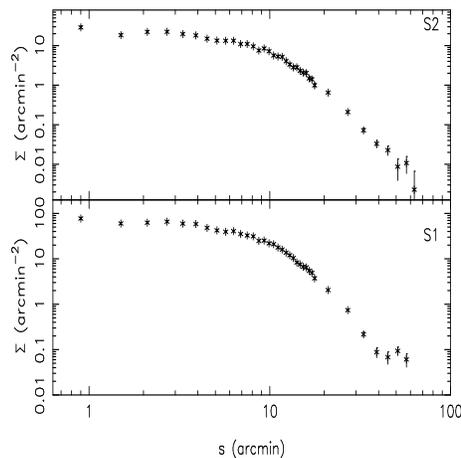
Suivant l'optimisation choisie pour l'analyse, la valeur du fond diffère. Pour une optimisation centrale elle vaut  $0.35 \pm 0.01 \text{ arcmin}^{-2}$ , et pour une optimisation externe la valeur est de  $0.0188 \pm 0.003 \text{ arcmin}^{-2}$ . Ce sont ces densités qui seront utilisées lors du tracé des profils.

Lors du calcul de la surface des anneaux, il faut tenir compte des différentes sources de trous, citées précédemment, mais aussi de certaines zones de la partie externe du halo de Draco, qui peuvent contenir des amas de galaxies. La procédure est la même que pour le champ 7 (ajustement d'une loi de Poisson sur la distribution du nombre d'étoiles par bin), sauf que cette distribution d'étoiles est calculée pour la région située au-delà de  $60'$ . Certains pixels sont enlevés car ils peuvent avoir un effet néfaste au niveau du profil. Comme ces zones ont une densité nettement supérieure à celle du fond, elles vont créer des surdensités dans le profil. Ces surden-



**FIG. 3.7** - Graphiques illustrant la façon d'estimer le fond à partir du champ 7 des données MegaCam. Ils montrent les ajustements du modèle de Poisson sur les distributions du champ 7, pour une optimisation centrale (gauche) et pour une optimisation externe (droite).

sités n'ont rien à voir avec des sous-structures dans Draco, mais comme elles se trouvent dans la partie externe du halo, cela peut prêter à confusion. Lorsque tout est pris en compte, il est alors possible de construire les profils de brillance de surface, qui sont représentés sur la figure 3.8.



**FIG. 3.8** - Profils de brillance de surface de Draco obtenus pour une optimisation centrale (en bas) et pour une optimisation externe (en haut) avec le relevé MegaCam.

### Analyse des profils

Les différents profils de Draco sont contraints en ajustant divers modèles, déjà utilisés dans d'autres études. Les paramètres trouvés pour chaque modèle sont ensuite comparés à ceux des études précédentes faites sur Draco. Les comparaisons se font avec les résultats de Odenkirchen et al. (2001) et Wilkinson et al. (2002). Le premier ajustement utilise le modèle de King (King,

1962) :

$$\Sigma(s) = \Sigma_0 \left( \frac{1}{\sqrt{1+(s/r_c)^2}} - \frac{1}{\sqrt{1+(r_t/r_c)^2}} \right)^2 \quad (3.3)$$

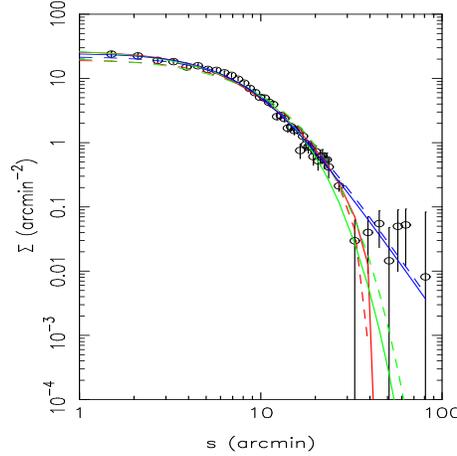
où  $r_c$  est le rayon de cœur,  $r_t$  le rayon de King ou, par abus de langage, le rayon de marée (ce n'est pas le vrai rayon de marée de la galaxie), et  $\Sigma_0$  la densité centrale. Il y a aussi un modèle exponentiel (Sersic, 1968) :

$$\Sigma(s) = \Sigma_0 \exp(-(s/r_0)^n) \quad (3.4)$$

avec  $r_0$ ,  $n$  et  $\Sigma_0$  les paramètres de ce modèle. Enfin, le dernier modèle testé est celui de Plummer :

$$\Sigma(s) = \frac{\Sigma_0 r_0}{(1+(s/r_0)^2)^2} \quad (3.5)$$

où  $r_0$  et  $\Sigma_0$  sont les paramètres du modèle. Un algorithme utilisant la méthode du  $\chi^2$  réalise les ajustements des modèles aux différents profils de brillances de surface. L'ensemble des résultats est regroupé dans le tableau 3.1, respectivement pour D1 (données INT) et S1 (données MegaCam avec une optimisation centrale) et S2 (données avec une optimisation externe). Les tracés correspondants sont présentés sur les figures 3.9 et 3.10.

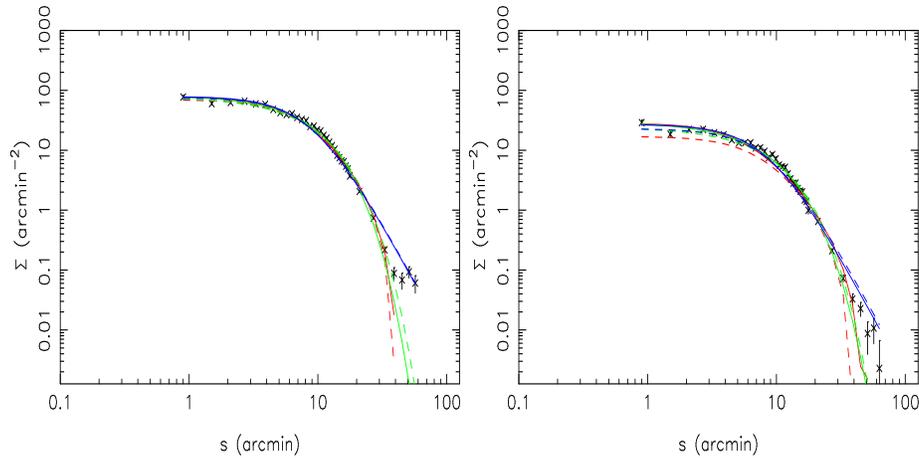


**FIG. 3.9** - Figure montrant les différents ajustements des modèles sur le profil de brillance de surface de Draco (D1) obtenu avec le relevé INT. Les ajustements en rouge correspondent à un modèle de King, en vert au modèle exponentiel et en bleu à celui de Plummer. Les traits pleins sont les ajustements des modèles avec les paramètres calculés, alors que les traits en pointillés sont ceux avec les paramètres trouvés dans la littérature.

Suivant le relevé étudié, le profil va plus ou moins loin. Il peut aller jusqu'à  $\approx 70'$  dans le cas INT et un peu moins pour le relevé MegaCam. Il y a aussi une différence dans l'allure des profils ; D1 et S1 montrent une cassure alors que S2 n'en possède pas. De plus, l'endroit de la cassure n'est pas le même. Il se trouve aux environs de  $30'$  avec le relevé INT, et à  $\approx 40'$  pour les données MegaCam avec une optimisation centrale. L'allure du profil D1 est la même que celle trouvée par Wilkinson et al. (2004). Certes, ils ont utilisé les mêmes données, mais la méthode pour la construction du profil diffère, et ils n'ont pas la même coupure en magnitude  $i$  dans le CMD. Ils utilisent les données jusqu'à  $i = 24$ , contrairement au relevé D1 qui va jusqu'à

**TAB. 3.1** - Tableau récapitulatif des différents ajustements ainsi que les valeurs précédemment trouvées sur le profil de Draco, obtenus avec les données INT et MegaCam. O01 correspond aux paramètres trouvés par Odenkirchen et al. (2001), alors que W02 est pour Wilkinson et al. (2002).

modèle de King	données	$r_c(^{\circ})$	$r_t(^{\circ})$	$\chi^2$
	D1	$5.76 \pm 0.18$	$44.96 \pm 1.47$	1.93
	O01	$7.7 \pm 0.2$	$40.1 \pm 0.2$	4.47
	S1	$6.89 \pm 0.09$	$42.16 \pm 0.32$	9.52
	O01	-	-	13.09
	S2	$5.72 \pm 0.13$	$48.19 \pm 0.53$	6.75
	O01	-	-	39.66
modèle exponentiel	données	$r_0(^{\circ})$	n	$\chi^2$
	D1	$6.31 \pm 0.41$	$1.18 \pm 0.05$	1.44
	O01	$7.6 \pm 0.1$	$1.2 \pm 0.1$	3.87
	S1	$7.62 \pm 0.21$	$1.27 \pm 0.02$	5.42
	O01	-	-	9.50
	S2	$6.64 \pm 0.31$	$1.15 \pm 0.03$	2.70
	O01	-	-	4.71
modèle de Plummer	données	$r_0(^{\circ})$		$\chi^2$
	D1	$9.02 \pm 0.15$		1.09
	W02	$9.71 \pm 0.1$		1.55
	S1	$9.49 \pm 0.07$		14.56
	W02	-		14.93
	S2	$8.93 \pm 0.10$		6.27
	W02	-		8.08



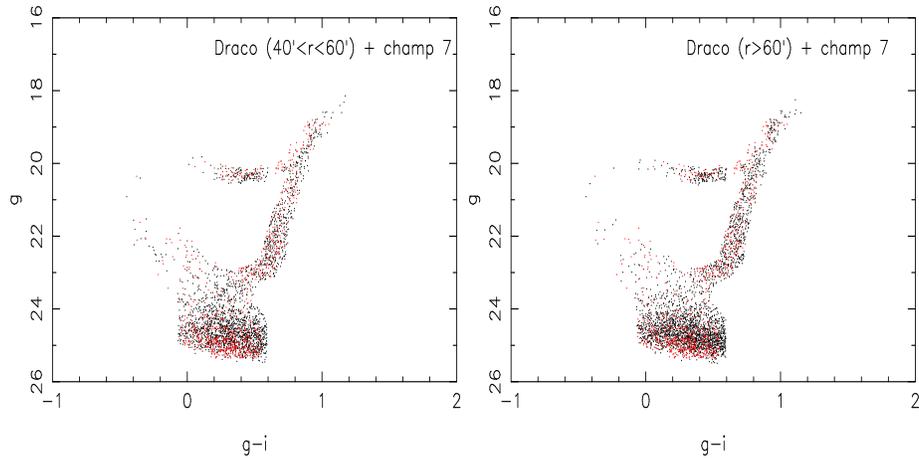
**FIG. 3.10** - Figure représentant les profils de brillance de surface des deux sélections S1 et S2 (relevé MegaCam), et les ajustements des modèles. Le code de couleur utilisé est le même que celui de la figure précédente.

$i = 22.5$  (les deux limites sont exprimées dans le système de magnitude Vega). Toutefois, au vu de ces résultats, on peut se poser la question de la réalité de cette cassure. En regardant son allure, il semble qu'elle ne soit pas due à un effet de marée, mais plus au fond. La différence entre ces deux effets sera expliqué de façon plus théorique dans le chapitre §3.3.2.

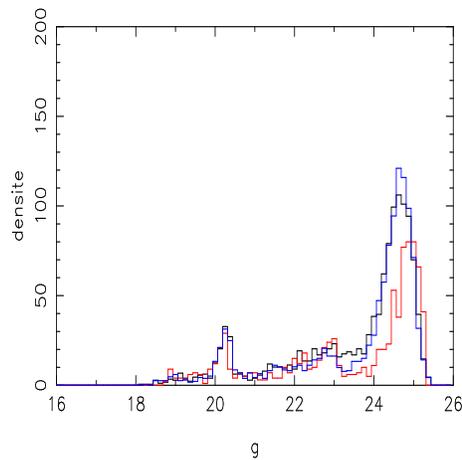
Intéressons-nous à la cassure dans le profil S1. Je choisis ce profil par rapport à celui de D1 car les données vont plus profondément en magnitude. La cassure se situe entre  $40'$  et  $60'$ . La question qui se pose est si elle correspond à un réel effet de marée ou est-ce une faible estimation du fond, ou une différence de population stellaire. Une façon de vérifier ce dernier point est de comparer le CMD du champ 7 avec la zone de Draco située entre  $40'$  et  $60'$ , mais aussi celle entre  $60'$  et  $90'$ . Cette dernière comparaison est faite pour vérifier que les parties enlevées lors du tracé du profil sont bien de même nature que le fond. Les deux graphiques de la figure 3.11 montrent ces deux comparaisons avec à chaque fois dessiné en rouge les étoiles du champ 7.

Il n'y a pas de différence de couleur entre tous ces CMD. La population stellaire est la même. Par contre, il existe une différence entre le champ 7 et les deux autres. Il est plus profond en magnitude. Ce fait est illustré par la figure 3.12 qui représente la distribution du CMD de chaque région suivant la magnitude  $g$ . L'histogramme rouge, qui représente le champ 7, a une partie de ses étoiles qui vont au-delà de la magnitude  $g = 25$ , avec une valeur supérieure aux autres distributions. Dans le calcul du fond, il y a donc la présence d'objets non représentés dans les champs autour de Draco. Au niveau de leur emplacement dans le CMD, ce peut être des galaxies qui viennent contaminer le champ 7. Donc, le calcul du fond par le champ 7 pour une optimisation centrale ne donne pas une valeur très précise. Il est donc peu probable que le plateau et la cassure soient dus à la présence d'une traînée de marée dans la partie externe du halo. Ce problème ne se pose pas pour le cas de l'optimisation externe, car la sélection des étoiles ne va pas aussi profondément en magnitude. La limite est  $g = 24$ . La contamination par les galaxies est moindre.

Le modèle qui ajuste le mieux les profils est le profil de King, au vu des profils. Le modèle exponentiel a sensiblement la même allure que le modèle de King. Par contre le modèle de



**FIG. 3.11** - Comparaison des CMD ( $g - i, g$ ) entre le champ 7 et la zone de Draco comprise entre  $40'$  et  $60'$  (gauche), et entre le champ 7 et la région entre  $60'$  et  $90'$  (droite) pour le relevé MegaCam après une optimisation centrale. A chaque fois, les étoiles du fond sont en rouge.



**FIG. 3.12** - Distribution des étoiles des trois zones étudiées en fonction de la magnitude  $g$ . L'histogramme de couleur noir est pour la zone située au-delà de  $60'$ , celle en bleu pour la région comprise entre  $40'$  et  $60'$ , et celle en rouge pour le champ 7.

Plummer est différent. Il ne décroît pas aussi rapidement que les deux autres, ce qui a pour conséquence qu'il essaie d'ajuster les cassures des profils. Toutefois, les valeurs des  $\chi^2$  montrent que l'ensemble de ces ajustements ne sont pas très bons. C'est à la fois dû aux derniers points des profils qui sont moins bien contraints, mais aussi à la zone se trouvant aux environs de  $10'$ . Dans cette région, les modèles rendent mal compte de la partie arrondie des données. Comme les incertitudes sur ces points sont faibles, cela contribue aussi à augmenter la valeur du  $\chi$ .

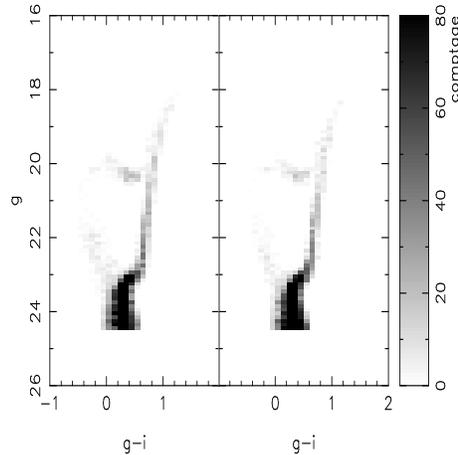
Pour les ajustements avec les valeurs de la littérature, ils ne sont pas aussi bons que les nouveaux. Le seul paramètre libre est la densité centrale, qui n'est pas donnée dans les articles. Elle est à chaque fois légèrement trop faible. Ceci rajoute une autre source d'erreur pour l'ajus-

tement. Il est à remarquer que le rayon de marée du modèle de King est nettement supérieur à celui de Odenkirchen et al. (2001). Toutefois, ce n'est pas en contradiction avec leurs résultats, puisqu'ils ont supposé qu'il devait être encore plus grand. Leur ajustement du modèle théorique King 1966 a donné un rayon de marée de  $49.5'$ , et semblait ne pas être la limite de coupure du profil. En effet, ils ont trouvé que le modèle exponentiel ajustait aussi bien, voire mieux, leur profil et qu'en regardant leurs données, elles pouvaient continuer au-delà de la limite d'observation, et donc fournir un rayon de marée plus grand pour le modèle de King. Pour les autres modèles, les valeurs des différents paramètres ne sont pas les mêmes avec les nouveaux ajustements.

Il semble donc qu'il n'y a pas d'effets de marée visibles dans le profil de lumière de Draco, si l'on se fit aux données de la sélection S2 par rapport aux autres. Avec le relevé MegaCam, la limite de détection de tels effets est abaissée par rapport à celle de Odenkirchen et al. (2001), puisque le dernier point a une densité stellaire  $10^{-4}$  plus faible que la densité centrale.

### Recherche des différences de populations stellaires

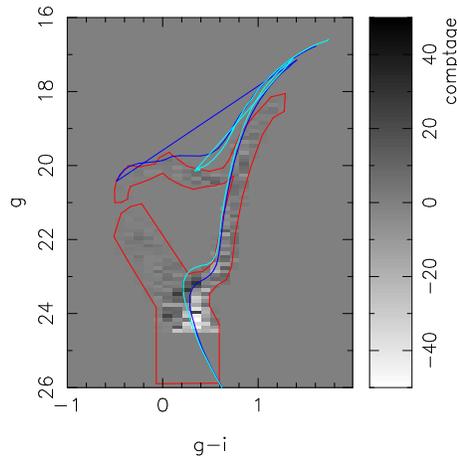
Un autre aspect étudié de Draco est la possible différence d'âge entre sa partie centrale et sa partie externe. Cette étude est motivée par les résultats sur la métallicité, cités dans l'introduction, qui montrent deux populations stellaires dans Draco (Ikuta & Arimoto, 2002). La soustraction entre le CMD du centre de Draco avec sa partie externe peut permettre de voir cette différence d'âge entre les étoiles. Toutefois, ce travail se limite à une distance de  $30'$  du centre de Draco. Au-delà, la présence de la contamination du fond devient de plus en plus importante. Elle peut donc masquer les différences d'âge.



**FIG. 3.13** - Figures montrant les diagrammes de Hess de chaque partie de Draco. Le graphique de gauche est pour la partie centrale, tandis que celui de droite représente la partie externe.

Cette étude porte sur une sélection d'étoiles de Draco n'ayant pas subi d'optimisation. Ce sont donc les étoiles choisies après l'application de deux boîtes de sélections respectivement dans les CMD  $(g-i, g)$  et  $(g-r, g)$ . Le profil de lumière de cette liste d'étoiles est construit, le rayon de mi-masse de la zone étudiée en est déduit. Il vaut  $8.32'$ . Ensuite, le diagramme de Hess de chaque partie est construit (figure 3.13), où le graphique de gauche représente la

partie centrale ( $r < 8.32'$ ) et le graphique de droite la partie externe ( $8.32' < r < 30'$ ). Ces deux diagrammes montrent déjà quelques différences, comme une RHB plus peuplée dans la partie interne que dans la partie externe, puisque le contraste sur la figure de gauche est plus marqué que sur celle de droite. Elles vont mieux ressortir en faisant la soustraction de l'un par rapport à l'autre (figure 3.14).



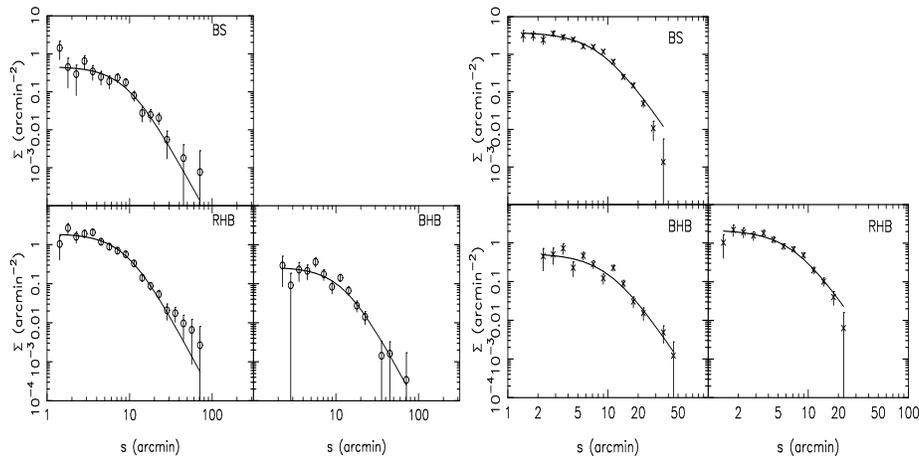
**FIG. 3.14** - Diagramme de Hess résultant de la soustraction entre celui de la zone centrale et celui de la zone externe. En rouge est représenté le polygone de sélection qui délimite les étoiles de Draco. Les deux lignes en couleur sont des isochrones.

Cette figure montre des résultats intéressants sur la population stellaire de Draco. Les étoiles de la RHB et les BS sont plus concentrées que celles de la BHB. Cela se voit au niveau de la valeur des pixels de la grille. La différence est moins prononcée au niveau de la BHB, puisque les pixels sont confondus avec le fond. Cette conclusion va aussi être vérifiée dans la prochaine partie. Il y a aussi une différence d'âge entre les étoiles de Draco. La zone du diagramme où c'est le plus frappant est celle autour de la magnitude  $g = 24$ . Les pixels de droite ont des comptages négatifs, ce qui n'est pas le cas de ceux juste au-dessous des BS. Sachant que la partie bleue (à gauche) de la RGB possède des étoiles plus jeunes que celle de droite, il y a donc un gradient en âge dans Draco. Les étoiles jeunes se situent plus au centre que les étoiles vieilles. Ce fait peut être étayé par la superposition, sur cette figure, d'isochrones. Elles proviennent de Girardi et al. (2004) qui les ont construites dans toutes les bandes SLOAN. Les isochrones utilisées sont celles obtenues pour une métallicité de  $-1.68$  dex, avec  $[\alpha/\text{Fe}] = 0$ . Ces courbes n'ont pas fait l'objet d'un ajustement rigoureux. Ce qui est important ici est la différence entre ces deux courbes, qui correspond à l'écart d'âge entre la partie déficiente en comptage et celle en excédent. Les deux isochrones correspondent à des âges de 12.6 Gyr et 17.8 Gyr. En ne retenant que la différence d'âge entre ces deux isochrones, il apparaît que les deux populations stellaires sont espacées d'au moins 5 Gyr.

Il apparaît donc qu'il existe un gradient en âge au sein de Draco. Les étoiles les plus vieilles se retrouvent majoritairement dans le halo, alors que les étoiles les plus jeunes sont plus au centre.

### 3.1.2 BHB, RHB, BS

Une étude est aussi faite sur les BHB, RHB et BS en construisant leur profil de brillance de surface. C'est fait pour les deux relevés, INT et MegaCam. Le principe de construction des profils est le même, à l'exception de la détermination du fond. Les méthodes de calcul du fond à partir du CMD ou par une construction d'une grille pour optimiser ne sont pas intéressantes, car il n'y a pas assez d'étoiles pour pouvoir les appliquer. La densité du fond est donc estimée en calculant le nombre d'étoiles contenue dans une zone précise. Pour le relevé INT, cette région est toute la partie au-delà de  $60'$ . Pour les données MegaCam, le champ 7 est de nouveau utilisé. Les objets astronomiques sont sélectionnés avec les mêmes boîtes de sélection que celles utilisées pour la construction des catalogues des BHB, RHB et BS, soit des polygones dans les deux CMD,  $(g - i, g)$  et  $(g - r, g)$ . Le fond est ensuite déduit de l'ajustement d'une loi de Poisson sur la distribution du nombre d'étoiles sur l'ensemble du champ. Pour les deux cas, il faut tenir compte de la surface des zones utilisées, sans toutes les sources de trous. La figure 3.15 montre les différents profils pour les deux relevés. Une première conclusion est que les profils des différentes familles stellaires se ressemblent d'un relevé à un autre, mais aussi entre eux. Ils ont tous la même allure, à savoir un profil avec un cœur plat. Toutefois, la principale différence entre tous ces profils se trouve au niveau de la taille de la partie centrale. Pour quantifier cela, un modèle de Plummer est utilisé pour ajuster chaque profil, et ainsi, en déduire la valeur du rayon de cœur. La figure 3.15 et le tableau 3.2 donnent les résultats de ces ajustements.



**FIG. 3.15** - Profils des différentes sélections d'étoiles, BHB, RHB et BS pour les données INT (gauche). La partie de droite montre les mêmes profils obtenus avec les données MegaCam. Un modèle de Plummer est aussi ajusté sur chaque profil (ligne continue).

Le modèle choisi permet de bien ajuster l'ensemble des profils. La seule différence entre eux est la valeur du rayon de cœur. Les valeurs trouvées pour les profils du relevé INT sont plus grandes que celles pour le relevé MegaCam. Toutefois, les barres d'erreur des points sur ces profils sont plus importantes, ce qui donne des incertitudes plus importantes sur les rayons estimés. Le relevé MegaCam fournit donc une meilleure précision dans l'ajustement du modèle de Plummer. Par contre, les estimations varient dans le même sens pour les deux relevés, à savoir que le rayon de cœur pour les étoiles de la BHB a la plus grande valeur par rapport aux deux

**TAB. 3.2** - Résultats des ajustements du modèle de Plummer aux différentes branches stellaires des deux relevés.

BHB	relevé	$r_0(')$
	INT	$12.7 \pm 1.3$
	MegaCam	$10.7 \pm 0.7$
RHB	relevé	$r_0(')$
	INT	$9.4 \pm 0.4$
	MegaCam	$7.6 \pm 0.4$
BS	relevé	$r_0(')$
	INT	$9.4 \pm 0.8$
	MegaCam	$8.7 \pm 0.3$

autres familles stellaires. Suivant le relevé étudié, les rayons de cœur de la RHB et des BS ont soit sensiblement la même valeur, soit le rayon de Plummer de la RHB a la plus petite valeur. Tout ceci indique que les étoiles de la RHB et les BS sont plus présentes au centre de Draco, contrairement à celles de la BHB qui sont plus étendues dans la galaxie. Cette constatation est aussi visible sur les cartes spatiales de ces différentes branches stellaires (figures 2.9 et 2.16).

Ces distributions de ces familles stellaires dans une galaxie naine ne sont pas quelque chose de nouveau. Harbeck et al. (2001) ont étudié plusieurs galaxies naines sphéroïdales du Groupe Local (Carina, Sculptor, Sextans, Tucana, et Andromeda I-III, V et VI). Ils ont trouvé un gradient dans les populations des galaxies situées autour de la Voie Lactée. Lorsqu'il était possible de distinguer les deux parties de la branche horizontale, ils ont découvert que les étoiles de la RHB sont plus concentrées que celles de la BHB. D'après leur étude, les facteurs responsables de ces distributions sont la métallicité et l'âge de la galaxie étudiée. Par contre, la proximité d'une galaxie massive, comme la Voie Lactée ou la galaxie d'Andromède, n'intervient pas dans la formation de ces gradients de populations stellaires. Pour le cas des BS, cette accumulation au centre de Draco, peut s'expliquer par l'un des modes possibles de leur formation. Elles pourraient se former par la fusion de deux étoiles situées dans un milieu très dense (Ouellette & Pritchett 1998 un exemple d'étude sur ce sujet). Le centre de Draco est donc le seul endroit où de telles étoiles peuvent être créées.

La présence de ces gradients au sein de Draco montre que cette galaxie naine, malgré son fort rapport matière sur luminosité, ne diffère pas énormément des autres galaxies naines du Groupe Local. De plus, cela vient conforter l'absence d'effets de marée dans le halo de Draco. Les distributions de ces familles stellaires n'étant pas dues à la présence de la Voie Lactée, cette conclusion peut s'appliquer à toute la galaxie : Draco interagit peu avec la Voie Lactée. Il y a deux explications possibles. La première est que la matière noire écrante fortement l'effet gravitationnel. Elle apparaît comme étant la solution la plus probable même si, d'après le tableau 1.1, les galaxies naines étudiées par Harbeck et al. (2001) n'ont pas toutes un rapport M/L important. L'autre solution possible serait un temps de passage au périégée court. Ceci implique une trajectoire très elliptique, pour permettre à la galaxie naine d'avoir le temps d'être en équilibre et pourquoi pas de ré-accréter une partie de ses étoiles arrachées (voir chapitre §6).

### 3.1.3 Partie centrale du profil de Draco

Avec tous ces relevés astronomiques, il est possible de mettre une contrainte sur la forme du cœur de la galaxie naine, Draco. Cette étude utilise les données HST car elles couvrent la partie centrale de la galaxie. De plus, ce relevé est plus profond en magnitude que les deux autres, puisque les étoiles peuvent atteindre la magnitude de 26 dans la bande  $i$ .

Pour construire son profil de brillance de surface, une série d'anneaux est utilisée avec les mêmes caractéristiques que pour les précédents tracés, à savoir une ellipticité de 0.29 et une position angulaire du demi-grand axe de  $88^\circ$ . Il y a aussi une recherche d'étoiles brillantes dans le champ HST, susceptibles de créer des trous dans les données, et les écarts entre les CCD sont pris en compte. Comme il y a peu d'étoiles sélectionnées dans ce relevé, le profil est construit de manière à avoir le même nombre d'étoiles dans chaque anneau. Ainsi les barres d'erreur ont la même taille. La figure 3.16 montre le profil obtenu, mais aussi ceux construits avec les sélections S1 et S2 des données MegaCam.

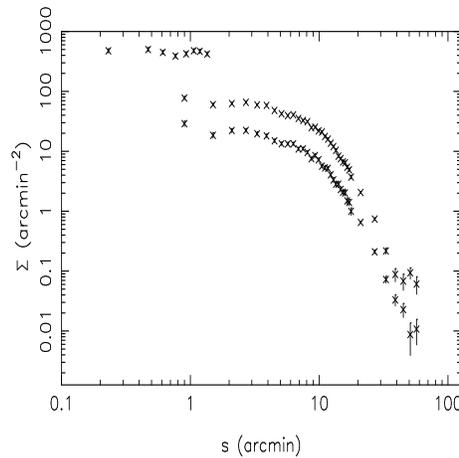


FIG. 3.16 - Profils de brillance de surface des données HST, S1 et S2 (de haut en bas).

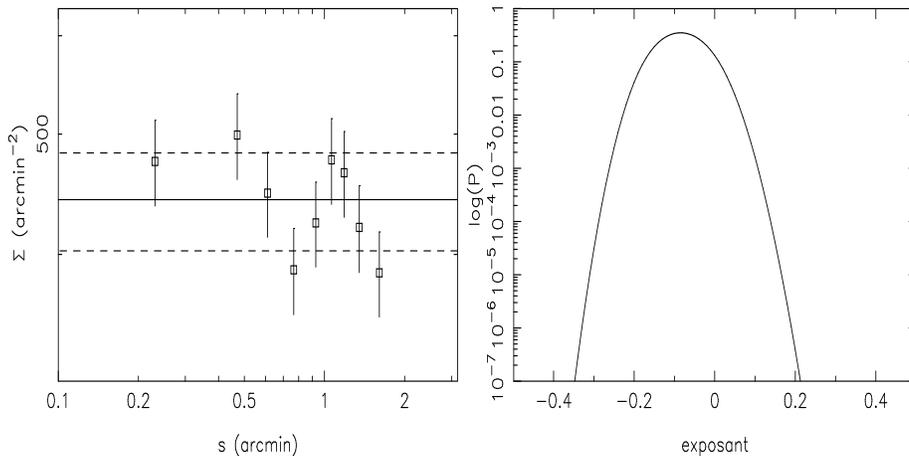
Avec les données HST, il est possible d'approcher le centre jusqu'à  $0.2'$  du centre, ce qui représente une distance projetée de 4 pc. A première vue, il semble que la partie centrale de Draco soit plane. Déjà les profils S1 et S2 montraient cette allure. Le relevé HST confirme et prolonge cette tendance. La partie gauche de la figure 3.17 est un agrandissement du profil, et montre la valeur moyenne des données (ligne continue) avec les écart-types à  $1\sigma$  (lignes pointillées). En calculant le  $\chi^2$  des données par rapport à cette moyenne, il est possible de savoir si cet ajustement est correct, et d'en déduire une probabilité sur le degré de confiance de l'accord entre le modèle et les données. La probabilité obtenue est de  $Q(\frac{1}{2}\chi^2, \frac{1}{2}\mu) = 0.19$  (avec  $\mu$  le degré de liberté); cela montre que l'approximation des données faite par une droite avec une pente nulle est recevable, puisque l'indice de confiance est de 80%.

Un modèle de la forme d'une loi de puissance est aussi ajusté au profil de lumière des données HST. Le but ici est de voir si la matière lumineuse au centre de Draco suit le modèle NFW. Ainsi, cela pourrait donner des indications sur les interactions entre matière noire et matière lumineuse. Les simulations cosmologiques ont montré que les galaxies du type de Draco, sont entourées d'un halo de matière noire qui, dans sa partie interne, se comporte comme une loi en  $r^{-1}$ . La question est de savoir si la matière lumineuse suit aussi cette loi. La loi de puissance

utilisée est de la forme :

$$y = ax^b \quad (3.6)$$

avec  $x = s/r_s$ , où  $s$  est la distance elliptique et  $r_s$  un rayon d'échelle défini de la même manière que celui du modèle NFW (voir annexe pour le détail du calcul). Enfin,  $a$  et  $b$  sont les paramètres du modèle, représentant la densité centrale et la puissance. Le graphique de droite de la figure 3.17 montre la probabilité, que les données soient bien ajustées par ce modèle, en fonction de  $b$ . Il indique que les exposants les plus probables se trouvent dans l'intervalle  $[-0.2; 0.1]$ . Il est à noter que la valeur  $b = 0$ , qui correspond à la moyenne calculée précédemment, n'est pas la plus probable. Ce serait plutôt une valeur aux alentours de  $-0.095$ . Une raison possible à ce phénomène pourrait être les fluctuations des données. En effet, les points du profil de lumière sont distribués comme s'ils suivaient une sinusoïde. L'origine de ces fluctuations est difficile à connaître. Cette forme se retrouve même en changeant le nombre d'anneaux utilisés pour la construction du profil. Ce pourrait être dû à l'inhomogénéité des données sur les champs. Ce problème s'est déjà posé lors de la réduction des données, les bords des champs HST sont de mauvaise qualité. Les sources lumineuses sont très déformées à ces endroits. Il y a donc peu d'étoiles sélectionnées dans ces zones-là par les programmes de réduction. Les bords sont donc dépeuplés et forment des espaces vides. Pour ne pas les prendre en compte dans le tracé du profil, la surface de chaque CCD est réduite, et le calcul du profil est de nouveau réalisé. Le résultat reste inchangé : il y a toujours ces variations "sinusoïdales". Toutefois, la conclusion reste valable, à savoir que le profil de lumière, au centre de Draco, ne suit pas le potentiel de la matière noire mais, au contraire, est bien plat.



**FIG. 3.17** - Graphiques montrant la valeur moyenne du profil de lumière des données HST (gauche), et la probabilité du bon ajustement d'une loi de puissance en fonction de la valeur de son exposant (droite).

Bien que le profil de lumière ait un cœur plat, on peut se poser la question pour le halo de matière noire autour de cette galaxie. Quelle forme a-t-il en son centre et interagit-il avec la distribution de matière baryonique? De nombreuses études numériques ont montré que la pente du potentiel du halo de matière noire était comprise entre  $[-1.5; -1]$  près du centre de la galaxie (Navarro et al., 1996; Moore et al., 1998, 1999). Toutefois, les observations des galaxies à faible brillance de surface ou LSB (*Low Surface Brightness*) (de Blok et al., 2001) et de la

galaxie naine Ursa Minor (Kleyna et al., 2003) ont montré des halos de matière noire plats au centre. L'article de de Blok et al. (2001) a même montré que des profils de masse de ce type de galaxies sont mieux ajustés par un modèle avec une puissance égale à  $-0.2 \pm 0.2$ . Ce résultat ressemble beaucoup à celui de Draco obtenu avec les données HST. Pour Ursa Minor, c'est un fait observationnel qui a permis d'arriver à cette conclusion. Dans leur article, Kleyna et al. (2003) ont étudié une sous-structure présente dans son halo de Ursa Minor à l'aide de spectres, et ont trouvé que ses étoiles étaient dynamiquement plus froides que le reste de la population de la galaxie naine. Pour expliquer sa présence, ils ont émis l'hypothèse que cet amas a été accrété et qu'il se déplace dans le halo. A l'aide de simulations numériques, ils ont conclu qu'avec un halo de matière noire, suivant le modèle NFW, ce genre de sous-structures ne pouvaient pas survivre ; il doit plutôt avoir une forme avec un cœur plat.

Le problème est que la plupart des simulations numériques ne montrent que des halos de matière noire avec un cœur piqué comme dans les études de Ghigna et al. (2000), Colín et al. (2004) ou Hayashi et al. (2003). Ils ont confirmé que la pente du potentiel du halo de matière noire dans ses parties internes est de l'ordre de  $[-1 ; -1.5]$ , en se servant de simulations numériques avec un très grand nombre de particules. Toutefois, certaines études remettent en question le modèle universel du potentiel de la matière noire, comme Stoehr et al. (2002); Stoehr (2006). Ils ont montré que les courbes des vitesses circulaires, obtenues grâce à des simulations numériques de grande résolution, sont mieux ajustées par un profil différent du modèle NFW. Cela conduit à un potentiel avec une pente de l'ordre de  $-0.135$  dans sa partie interne. Ils retrouvent eux aussi le même résultat que de Blok et al. (2001). En supposant que le halo de matière noire possède un cœur plat, il faut savoir comment il se forme. Boylan-Kolchin & Ma (2004) ont étudié le phénomène de fusion des galaxies naines et l'impact sur la partie interne du profil de matière noire. Ils en ont déduit que la fusion entre deux halos de matière noire ayant un cœur plat donne un halo avec lui aussi un cœur plat. Par contre, la fusion entre deux halos piqués, ou entre un halo piqué et un halo plat, donne au final un halo piqué. Sa forme est proche du modèle NFW, mais il est plus en accord avec une loi de la forme  $\rho = r^{-0.7}$ . Une autre façon de rendre le profil de matière noire plat au centre, est par la perte de matière baryonique. Par des simulations numériques, Read & Gilmore (2005) ont prouvé que deux brefs épisodes de perte de masse, séparés par une phase de ré-accrétion de gaz, va modifier le potentiel des particules de matière noire en le rendant plus plat. Ce sont des scénarios intéressants qui ne demandent qu'à être confirmés par les observations. Enfin, Stoehr et al. (2002), pour expliquer ses résultats, ont montré que le cœur du halo de matière noire pouvait devenir plat sous l'effet de forces de marée. Le problème avec cette dernière hypothèse est qu'elle semble ne pas marcher dans le cas de Draco, puisqu'aucune trace d'effets de marée n'a été trouvée (voir le paragraphe suivant ainsi que le profil de lumière).

Ricotti & Wilkinson (2004) ont aussi montré que la partie centrale d'un halo de matière noire pouvait être plane, et qu'il existait une concordance avec les observations. Dans leurs simulations cosmologiques, ils arrivent à créer des galaxies avec un profil plat à  $z \geq 10$  en prenant en compte les effets de pression radiative. Ils arrivent notamment à reproduire le nombre de galaxies satellites autour d'une galaxie hôte, comme la Voie Lactée, ainsi que les propriétés internes de ces galaxies. Pour cela, ils ont sélectionné des halos avec un cœur plat à  $z = 10$ , et les ont laissés évoluer, sans épisode de fusion. Le principal résultat est que le cœur reste stable et plat jusqu'à  $z = 0$ . De plus, en traçant la distribution de la dispersion de vitesse de la matière lumineuse en fonction de la distance, ils ont trouvé qu'elle avait la même allure que

celle découverte par les observations par Kleyna et al. (2002). Tout ceci porterait à croire que le profil du halo de matière noire autour de Draco serait aplati en son centre.

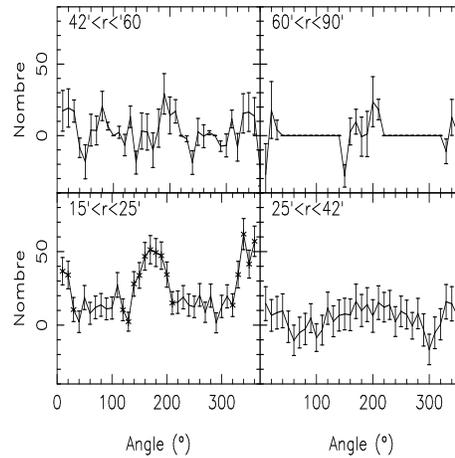
### 3.2 Recherche des effets de marée

Un point où les avis divergent est la présence ou non de sous-structures dues à des effets de marée dans la partie externe du halo de Draco. En étudiant le profil de Draco, Odenkirchen et al. (2001) n'ont pas trouvé de cassure dans le profil de lumière, et ont conclu que Draco n'était pas perturbé par des effets de marée provoqués par la Voie Lactée. À l'inverse, Piatek et al. (2001) et Irwin & Hatzidimitriou (1995) avaient chacun trouvé une cassure à  $\approx 30'$  dans le profil, et avaient émis la conclusion inverse. Les profils obtenus avec les données INT et MegaCam semblent être en accord avec les conclusions de Odenkirchen et al. (2001), même si certains profils montrent des cassures. L'endroit de la cassure ne se trouve pas au même endroit, suivant le relevé étudié. Une autre méthode de détermination est donc utilisée ici pour tenter de clarifier les choses au sujets de la présence éventuelle d'effets de marée subis par Draco.

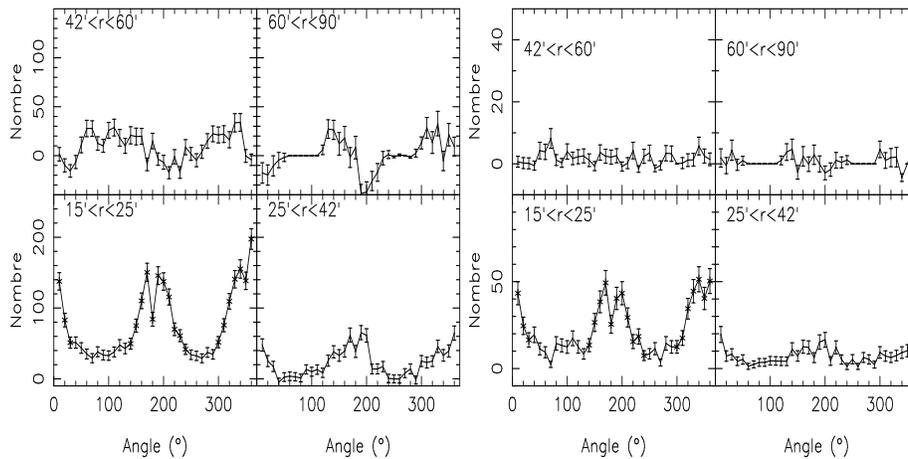
#### Méthode des anneaux

Pour essayer de voir s'il y a vraiment des effets de marée ou non, quatre anneaux circulaires sont construits, chacun subdivisé en 36 morceaux. Les limites des anneaux sont  $15' < r < 25'$ ,  $25' < r < 42'$ ,  $42' < r < 60'$  et  $60' < r < 90'$ . La première limite ( $15'$ ), est choisie pour éviter le noyau de Draco. La deuxième limite ( $25'$ ) correspond à la distance de la cassure dans les données INT, celle de  $42'$  au rayon de King trouvé par Odenkirchen et al. (2001), celle de  $60'$  à la limite supposée du halo de Draco, et celle de  $90'$  à la fin des données. Le nombre d'étoiles dans chaque zone est déterminé, pour ensuite rechercher directement des surdensités. En l'absence de traînées de marée, le nombre d'étoiles devrait être le même partout dans chaque anneau. Par contre, s'il existe des surdensités dans le halo, elles devraient se manifester par une augmentation du nombre d'étoiles dans une ou plusieurs sections d'un anneau. La présence du fond est aussi prise en compte en utilisant les densités trouvées suivant le relevé étudié. Les figures 3.18 et 3.19 montrent les résultats des comptages respectivement pour les données INT et MegaCam, et suivant le type d'optimisation utilisé.

Pour les données INT, les comptages dans le premier anneau montre deux grands pics, centrés aux environs de  $0^\circ$  et  $180^\circ$ . Ces deux angles correspondent quasiment à la direction du demi-grand axe de la galaxie naine. Ayant fait des anneaux circulaires, ce graphique montre l'ellipticité du halo interne de Draco, la même que le cœur de la galaxie ( $e = 0.3$ ). Ces deux pics se retrouvent aussi dans les données MegaCam, aux mêmes positions. Pour le deuxième panneau, il semble difficile de donner une conclusion commune aux trois sélections : le relevé INT et S2 ne montrent plus les deux précédents pics de façon significative, ce qui n'est pas le cas de la sélection S1. Elle possède deux surdensités toujours aux mêmes positions angulaires. Une explication possible est que l'ellipticité de la galaxie se prolonge jusqu'à  $40'$ , mais est visible qu'avec des étoiles très faibles en magnitude. L'une des différences entre la sélection S1 avec celles du INT et S2 est la coupure en magnitude du CMD. Pour S1, les étoiles atteignent une magnitude  $g = 25$ , ce qui est loin d'être le cas pour S2 et la sélection INT ( $g = 24$  et  $i = 23$  respectivement). Par contre, il y a fort peu de chances que ce soient des effets de marée car le profil, dans cette région, suit bien les modèles de profils de lumière. De plus, les autres cadrans



**FIG. 3.18** - Représentation des comptages dans le relevé INT. Les barres d'erreur sont des incertitudes poissonniennes à  $\pm 1\sigma$ .

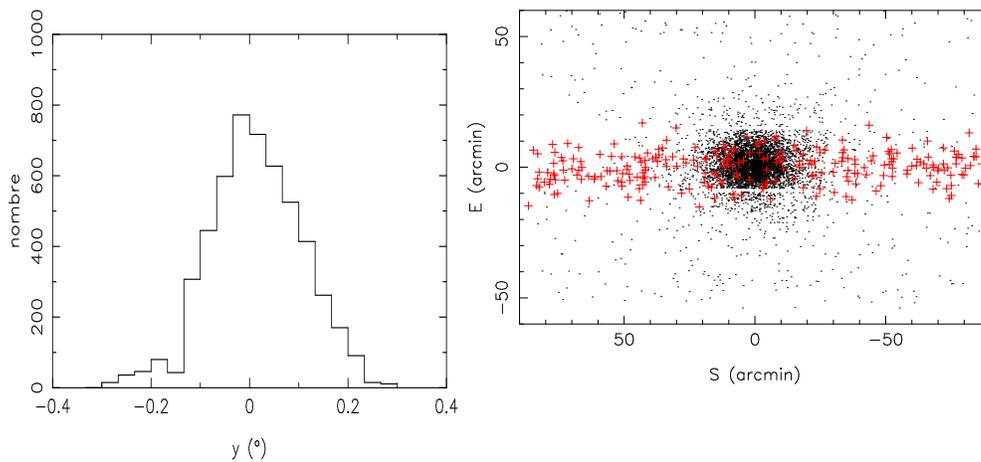


**FIG. 3.19** - Représentation des comptages dans le relevé MegaCam après une optimisation centrale (S1 à gauche) et externe (S2 à droite). Les barres d'erreur représentent les incertitudes poissonniennes des comptages à  $\pm 1\sigma$ .

ne montrent pas le même phénomène. Les comptages dans le troisième et le quatrième anneau ne montrent pas de réelles surdensités, à la fois dans les données INT et dans les données MegaCam. Ceci indique qu'il n'y a pas d'effets de marée détectables avec cette technique dans le halo de Draco. Avec les limites en magnitude choisies, il semble donc que le halo de Draco soit sphérique et homogène. Les fluctuations observées dans les parties externes peuvent être principalement provoquées de deux manières différentes. La première cause possible est une légère variation du fond, avec pour origine probable les grandes structures de l'Univers. Il peut donc être mal soustrait dans certaines zones, soit en le surestimant soit en le sous-estimant, créant ainsi ces variations dans les comptages. La deuxième explication est un problème de complétude des données. Dans la partie réduction, on a vu que nos critères de sélection, pour les étoiles MegaCam, donnait une complétude satisfaisante, mais pas excellente pour les ma-

gnitudes faibles (aux environs de 24-25 dans la bande spectrale  $i$ ). Ce manque de détection peut donc être à l'origine de sous-densités dans les comptages, illustrées notamment dans les parties externes des relevés S1 et INT.

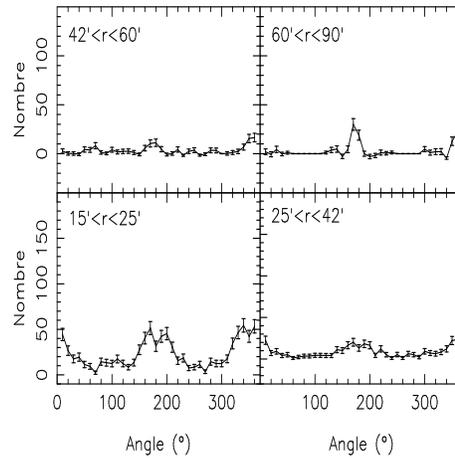
Pour connaître la sensibilité de cette méthode de recherche des traînées de marée, des tests sont effectués. Le but est de déterminer le pourcentage minimum d'étoiles qu'il faut pour pouvoir détecter un pic et dire s'il correspond à une traînée de marée. Pour ce faire, une traînée de marée artificielle est ajoutée au relevé MegaCam S2. Au départ, ces étoiles sont uniformément réparties le long du demi-grand axe. Par contre, dans la direction opposée, la distribution n'est pas distribuée de manière uniforme. Sa forme correspond à celle de la région centrale de Draco située dans un rayon de  $20'$  (figure 3.20). Cette région est utilisée pour connaître la distribution de la galaxie naine car elle n'est pas très fortement contaminée par le fond. Ainsi, la traînée de marée est modélisée comme appartenant à Draco. Le nombre d'étoiles utilisé est une fraction du nombre d'étoiles de la distribution centrale. Le but est donc de connaître le pourcentage minimal d'étoiles à ajouter pour voir apparaître, de façon significative, cette traînée de marée en appliquant cette méthode.



**FIG. 3.20** - Image de gauche : distribution de la partie centrale de Draco qui va servir pour la construction de la traînée de marée artificielle. Image de droite : carte spatiale de Draco montrant en rouge les étoiles formant la fausse traînée de marée.

Pour savoir si un pic est bien une traînée de marée, une limite arbitraire sur la valeur de son rapport signal sur bruit (SNR) est fixée. Si le SNR est supérieur ou égal à 5, alors le pic est considéré comme étant significatif. En-deçà de cette limite, il n'est pas pris en compte. Le SNR est calculé à partir des points des comptages, situés dans une zone de  $15^\circ$  autour des angles  $0^\circ$  et  $180^\circ$ . Ainsi, la direction du demi-grand axe de Draco est couverte. Il est apparu que cette méthode est sensible à un effet de marée représentant 5% de la distribution centrale. Un tel effet est visible sur les graphiques de la figure 3.21. Il est présent dans les quatre anneaux, et se voit très bien dans le dernier anneau.

Ce critère sur le SNR est donc utilisé pour vérifier la présence ou non de surdensités le long du demi-grand axe dans les catalogues d'étoiles (INT, S1 et S2). Les résultats sont regroupés dans le tableau 3.3. Il vient confirmer l'impression visuelle des images précédentes. Il n'y a pas de surdensités qui ressortent dans les régions situées au-delà de  $42'$ . Les SNR obtenus sont bien



**FIG. 3.21** - Représentation des comptages pour l'optimisation externe du relevé MegaCam, avec l'ajout d'étoiles pour former une traînée de marée artificielle. Les pics au niveau des angles  $0^\circ$  et  $180^\circ$  ressortent plus que dans les précédents graphiques de l'image 3.19.

**TAB. 3.3** - Tableau donnant la valeur du rapport du signal sur bruit de l'ensemble des pics se trouvant le long du demi-grand axe, pour les trois types de données, INT, S1 et S2.

anneau	INT	S1	S2
$15' < r < 25'$	12.05	28.05	15.66
$25' < r < 42'$	2.62	13.99	8.74
$42' < r < 60'$	1.00	-0.04	2.25
$60' < r < 90'$	-1.38	-0.76	1.42

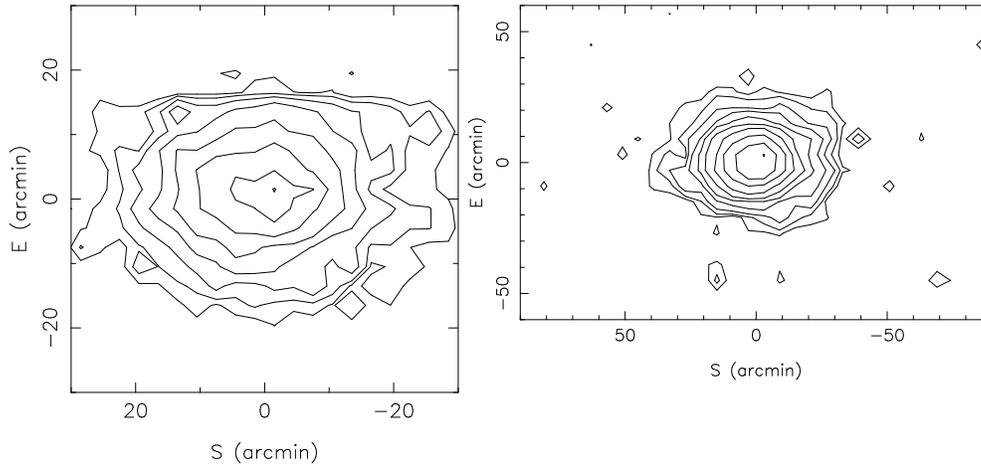
en-deçà de la limite.

Ces résultats viennent donc confirmer ceux obtenus avec le tracé des profils, mais aussi les travaux de Odenkirchen et al. (2001), à savoir que cette galaxie naine n'est pas perturbée par des effets gravitationnels. Avec la présence d'un imposant rapport M/L, elle semble donc être entourée d'un important halo de matière noire qui la protège de toutes ces attaques externes.

### Carte de densité

Une autre façon de voir s'il y a des effets de marée est de construire la carte des contours de densité de Draco. Pour le calcul, tous les effets, comme la suppression du fond ou des trous, sont pris en compte. La figure 3.22 montre les cartes obtenues pour les deux types d'optimisation du relevé MegaCam, pour l'optimisation centrale (à gauche) et pour l'optimisation externe (à droite). La carte de densité pour l'optimisation centrale montre seulement la partie interne de la galaxie car c'est surtout cette région qui est privilégiée cette sélection. Les contours indiquent que le centre de Draco a une forme plutôt elliptique, malgré les irrégularités des contours. Elles sont particulièrement visibles au niveau de la partie supérieure de la carte. Les contours sont pratiquement plats. C'est un effet de bord provoqué par les espaces entre les CCD de la caméra

MegaCam. Le maillage utilisé pour la construction des contours doit être légèrement plus petit que ces trous ; cela provoque ainsi ce genre de contours. D'un point de vue générale, cette carte a la même allure que celle de Bellazzini et al. (2002) montrée dans l'introduction, et la complète même puisqu'elle est plus grande. Ce résultat vient confirmer les pics obtenus lors du comptage des étoiles dans le premier anneau des figures 3.18 et 3.19. Elle permet une visualisation de l'ellipticité du centre de Draco.



**FIG. 3.22** - Cartes de densité pour le relevé MegaCam et pour une optimisation centrale (gauche) et externe (droite). Les contours pour la carte de l'optimisation centrale vont de  $1581.14$  à  $1.58 \text{ arcmin}^{-2}$  avec un pas logarithmique de  $10^{0.25}$ . Pour ceux l'optimisation externe ils varient de  $316.22$  à  $0.1 \text{ arcmin}^{-2}$  avec le même pas.

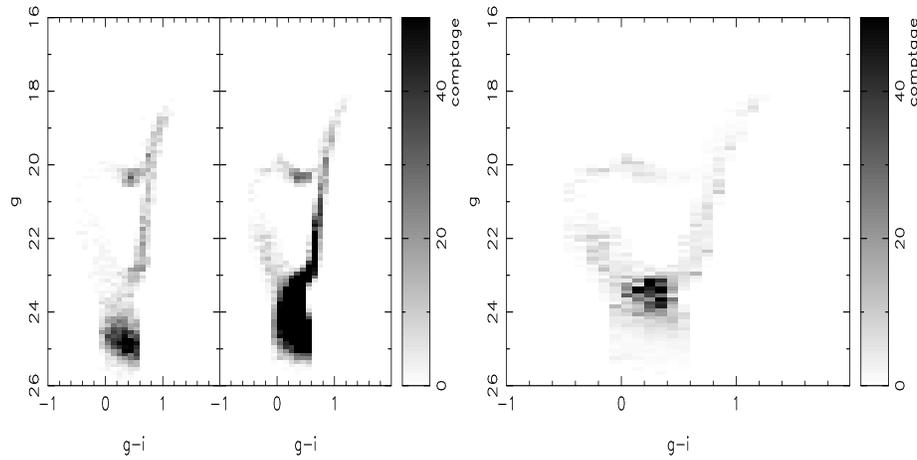
Pour l'optimisation externe, cette carte de densité montre plus le comportement du halo externe de Draco. Elle montre qu'il n'y a pas de grandes structures dans les parties externes du halo de Draco. Elle indique elle aussi un noyau elliptique, mais aussi dans les parties plus éloignées. Cependant, cette ellipticité est très peu visible car les derniers contours montrent des densités très faibles. Il y a donc fort peu de chances que ces derniers contours soient significatifs. Au final, cette carte de densité est aussi en accord avec les comptages directs.

### Méthode dite du *matched-filter*

Enfin, Une autre manière de confirmer ces résultats est d'utiliser la technique employée par Wiener (1949), dite *matched-filter*. Cette méthode a récemment été utilisée par Rockosi et al. (2002) avec les données SDSS de Pal 5. Le principe est d'appliquer un poids sur chaque étoile, qui dépend de la valeur du fond à cet endroit.

La première chose à faire est de calculer le poids pour chaque objet de Draco. Il est défini à partir des diagrammes couleur-magnitude de deux zones distinctes de Draco, une zone interne ( $r < 6'$ ) et une zone externe ( $r > 60'$  et prenant en compte le champ 7). Chaque CMD est découpé en un quadrillage fin où dans chaque case, on compte le nombre d'étoiles présentes. La partie gauche de la figure 3.23 illustre cette opération pour les deux zones. Le résultat de la division de l'une par l'autre donne la distribution CMD des poids (graphique de droite de la figure 3.23).

Ce diagramme couleur-magnitude indique en sombre les parties avec un poids très important. Au-delà de  $g = 24$ , les poids ont des valeurs faibles car c'est dans cette zone que le fond



**FIG. 3.23** - Graphique de gauche : CMD de la partie centrale (droite) et externe (gauche) servant à la détermination des poids. Graphique de droite : distribution CMD des poids des étoiles.

est plus présent. Pour appliquer le poids aux étoiles de Draco, il suffit de savoir où se trouve l'étoile dans ce CMD. Il est donc maintenant possible de représenter la carte de Draco en pondérant chaque étoile par son poids. Lors de sa construction, le fond est enlevé. Il est calculé à partir du champ 7, et la pondération  $y$  est appliquée (graphique du bas de la figure 3.24). Pour la construction de ces deux cartes, une coupure en magnitude est appliquée ; les étoiles au-delà de  $g = 24$  ne sont pas sélectionnées. C'est pour éviter une trop grosse contamination par le fond. La valeur pondérée du fond est ensuite déterminée en prenant la médiane des valeurs des pixels. Elle vaut 49.5. Le choix de la médiane par rapport à une moyenne arithmétique s'explique par le fait qu'il y a certains pixels avec des valeurs très élevées. Le but est donc de réduire leur influence par pour une meilleure estimation du fond.

Le graphique du haut de la figure 3.24 est le résultat de la carte pondérée de Draco. Elle indique les zones où le signal est le plus fort par rapport au fond. Le centre de la galaxie est naturellement privilégié, jusqu'à  $\sim 30'$ . Au-delà, il apparaît que le halo est homogène. Il n'y a pas de structures qui apparaissent à grande échelle, comme des traînées de marée. Cette conclusion est confirmée en traçant la carte du signal sur bruit (figure 3.25). La variation du signal sur bruit dans le halo est faible. Elle ne dépasse pas  $3\sigma$ . Aucune région de Draco n'est privilégiée. Cette carte est une nouvelle indication en faveur d'un halo homogène pour Draco. Tous ces tests pour trouver des effets de marée sont négatifs. Draco est bien une galaxie sans traînées de marée.

### 3.3 Conclusions

#### 3.3.1 Matière noire

Les résultats précédents (profil de brillance de surface et recherche de sous-structures dans le halo) indiquent que Draco est une galaxie tranquille, non touchée par les effets de marée susceptibles d'être créés par la Voie Lactée. Ils rejoignent ainsi les conclusions trouvées par Odenkirchen et al. (2001). Ce sont des indices en faveur de la présence d'un important halo de matière noire autour de la galaxie naine. Il peut être caractérisé par le calcul du rapport

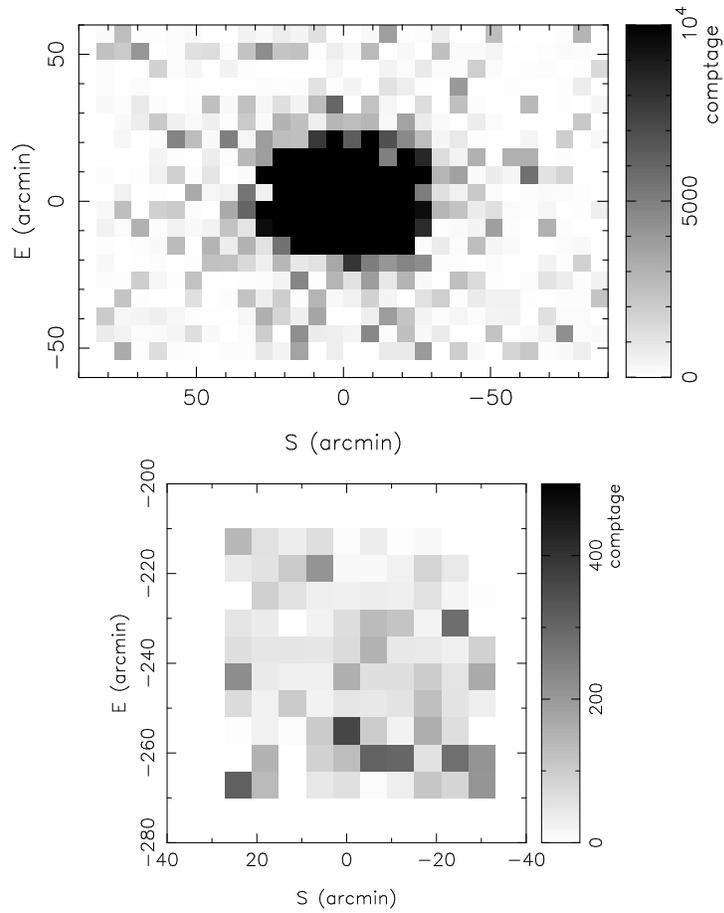


FIG. 3.24 - Carte spatiale des étoiles pondérées de Draco (en haut), et du champ 7 (en bas).

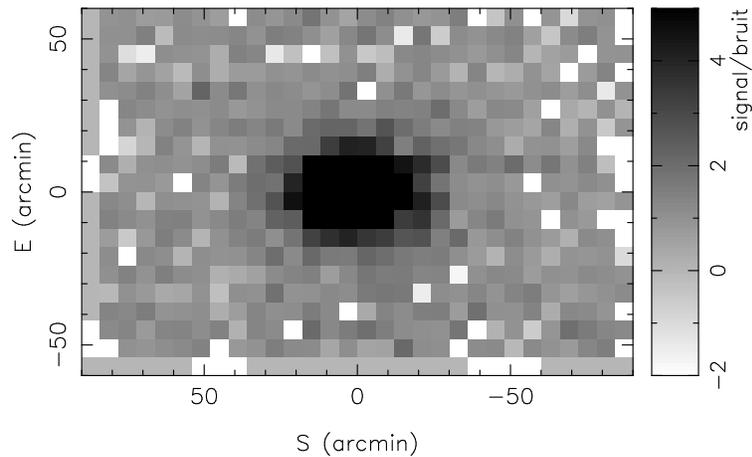


FIG. 3.25 - Carte spatiale du rapport signal sur bruit de Draco, après application de la méthode *matched-filter*.

masse sur luminosité ( $M/L$ ). Odenkirchen et al. (2001) ont trouvé une valeur pouvant atteindre  $146 \pm 42 M_{\odot}/L_{\odot}$  dans le rayon de marée  $r_t = 40'$ , et dans la bande  $i$ . Pour ce calcul, ils ont

supposé que la galaxie est en équilibre, qu'il existe une relation de proportionnalité entre les distributions de la masse et de la lumière, et que le modèle utilisé est sphérique et isotrope. Si toutes ces conditions sont réunies, il est alors possible d'estimer la masse à l'aide des paramètres du modèle de King et de la relation (King, 1966) :

$$M = \frac{9}{4\pi G} r_c \mu (\beta \sigma_{los})^2 \quad (3.7)$$

avec  $G$  la constante gravitationnelle,  $r_c$  le rayon de cœur du modèle de King,  $\sigma_{los}$  la dispersion de vitesse le long de la ligne de visée. Le paramètre  $\mu$  correspond à une masse introduite par le modèle et dépendant seulement de la concentration du système ( $c = \log(r_t/r_c)$ ). Enfin,  $\beta$  est un facteur correctif liant la dispersion de vitesse observée au modèle de King. Après le calcul de la masse, ils ont simplement mesuré la luminosité totale de Draco, pour obtenir la valeur du rapport M/L donnée précédemment. Ayant obtenu des valeurs similaires à celles de Odenkirchen et al. (2001), l'estimation de M/L n'est pas refaite, mais elle est confirmée par ces deux relevés. Kleyna et al. (2002) ont utilisé une autre méthode pour la mesure de M/L, basée sur des relevés de vitesses radiales. Ils ont mis au point un modèle dynamique (Wilkinson et al., 2002) pour mieux contraindre la distribution de matière noire dans les galaxies naines. En l'appliquant à Draco, ils ont estimé le rapport M/L à  $330 \pm 125 M_\odot/L_\odot$ , toujours dans la même bande mais dans un rayon égal à trois fois le rayon de cœur ( $\approx 30'$ ). Dans la bande V, cette valeur était de  $440 \pm 240 M_\odot/L_\odot$ . La masse totale de Draco est alors estimée à  $8^{+3}_-2 \times 10^7 M_\odot$  pour Kleyna et al. (2002), tandis que pour Odenkirchen et al. (2001), elle vaut  $3.5 \pm 0.7 \times 10^7 M_\odot$ .

Ces deux méthodes indépendantes ne donnent pas des résultats équivalents en terme de valeur pour M/L, mais amènent à la même conclusion : Draco est dominée par un important halo de matière noire. Toutefois, toutes ces études montrent que cet halo reste encore mal connu puisqu'il est difficile de reconnaître ses effets précis sur la matière lumineuse, mais aussi ses propres caractéristiques comme son extension spatiale. Jusqu'à maintenant, il n'y a pas eu de résultats sur la dimension du halo de matière noire. On ne peut donc pas savoir s'il va bien au-delà des étoiles de Draco ou non.

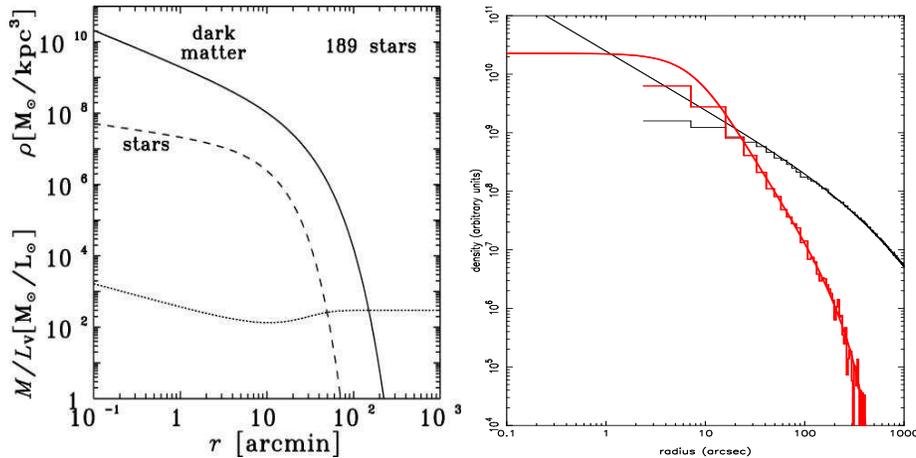
D'autres études avaient rapporté le fait que Draco ne subit pas d'effets gravitationnels, comme (Klessen et al., 2003; Piatek et al., 2002; Kleyna et al., 2001). Ce qui est intéressant dans ces études, est qu'ils ont utilisé des techniques différentes pour prouver ce phénomène. Par exemple, Klessen et al. (2003) ont regardé les propriétés de la partie bleue de la branche horizontale de Draco à l'aide des données du SDSS. Ils ont choisi cette branche et non sa partie rouge car elle est spatialement plus étendue (résultat aussi observé avec les relevés INT et MegaCam). Un autre intérêt pour l'utilisation de ces étoiles est la faible contamination par les étoiles du fond. Ils ont ainsi montré qu'il n'y a pas de cassure dans le profil de brillance de surface qui serait synonyme d'effets de marée. C'est aussi un résultat retrouvé avec la BHB des relevés INT et MegaCam). Ils ont complété leur étude par une partie numérique, en construisant un modèle de galaxie sans matière noire, susceptible d'être sensible aux effets de marée provoqués par une galaxie centrale ressemblant à la Voie Lactée. Ce modèle a été ensuite comparé aux observations, et plus particulièrement la morphologie de la branche horizontale. Le résultat est que le modèle n'est pas compatible avec la réalité. La modélisation prédit une branche horizontale épaisse, qui s'avère ne pas être le cas sur les observations. Ils ont ainsi conclu que Draco ne peut être un reste d'une galaxie déchirée par des effets de marée, mais plutôt une galaxie avec un important halo de matière noire. De leur côté, Kleyna et al. (2001) ont utilisé des données spectroscopiques pour étudier la taille du halo de matière noire. Ils ont mesuré des vitesses ra-

diales jusqu'à une distance de 25' du centre, et ont trouvé que le profil de la dispersion de vitesse était plat. Dans le chapitre §5, l'étude spectroscopique de Draco va être abordée, avec un profil identique pour la dispersion de vitesse que ces auteurs. En construisant un modèle dynamique, ils sont arrivés à la conclusion que ce profil ne pouvait être créé que par un halo de matière noire étendu dans une galaxie naine. Enfin, Piatek et al. (2002) ont refait le même style d'étude que Odenkirchen et al. (2001), mais avec d'autres observations. Ils ont utilisé des images obtenues avec le télescope KPNO. Ils ont trouvé des résultats similaires aux études précédentes, avec aucune trace de traînées de marée.

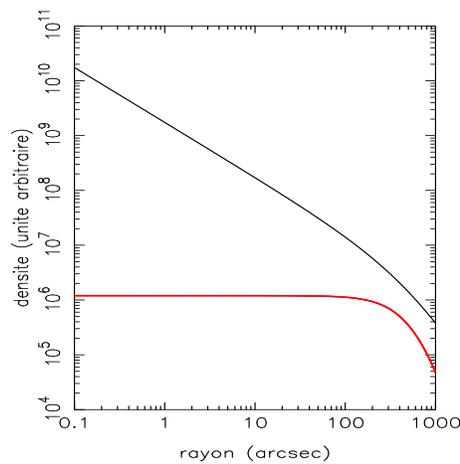
Cette galaxie est aussi très utilisée par les théoriciens, car c'est un bon candidat pour tester leurs hypothèses sur la matière noire et les scénarii de formation des galaxies. Différentes études ont été menées, utilisant différentes méthodes pour contraindre les caractéristiques des halos de matière noire. Par exemple, Lokas (2002) et Łokas et al. (2005) ont modélisé les moments de la distribution des vitesses le long de la ligne de visée de ces halos, et les ont comparé à ceux obtenus pour Draco. Pour cela ils ont construit plusieurs modèles faisant intervenir plusieurs types de halos de matière noire (avec un centre piqué ou plat), ainsi que pour les distributions de vitesse (isotrope ou anisotrope). Pour un choix de distribution de vitesse isotrope, la dispersion de vitesse le long de la ligne de visée est mieux ajustée avec un modèle ayant un halo avec un cœur plat. Dans le cas anisotrope, il n'y a pas de réelle différence au niveau de l'ajustement. Par contre, plus la partie centrale est piquée, plus la galaxie doit avoir une orbite tangentielle pour être en accord avec les données de Draco. Pour tenter de lever la dégénérescence entre le profil de matière et l'anisotropie des vitesses, ils ont prédit l'allure du kurtosis de la distribution des vitesses, toujours le long de la ligne de visée, et l'ont comparée aux mesures. Malheureusement, cela n'a pas suffi à apporter de grosses contraintes sur les modèles. Toutefois, le modèle privilégié faisait intervenir une orbite faiblement tangentielle, avec un fort rapport M/L. Ils ont pu en déduire une estimation de la masse de Draco, ainsi que le rapport masse sur lumière. Les valeurs respectives sont  $7 \times 10^7 M_{\odot}$  et  $(M/L)_{\text{V}} = 300$ . Ces résultats sont très proches de ceux trouvés par Kleya et al. (2002). Ils ont aussi trouvé que le rapport M/L semble être quasi constant avec le rayon, et que le profil du halo de matière noire domine celui de la matière lumineuse à n'importe quelle échelle de distance (figure 3.26). C'est un résultat intéressant qui contraste avec la galaxie du Sagittaire. La partie de droite de la figure 3.26 montre les profils de la matière lumineuse (rouge) et de la matière noire (noire). Contrairement à Draco, Cette galaxie naine a un comportement différent : il y a trois zones distinctes. Dans la partie centrale et externe, le halo de la matière noire domine la distribution de la matière baryonique. Par contre, entre 1'' et 20'', c'est le contraire qui se produit. Ce comportement est à l'origine de la valeur plus faible du quotient M/L par rapport à Draco. Cette région dominée par la matière lumineuse peut aussi être à l'origine des grands bras de marée, créés par le Sagittaire autour de la Voie Lactée. En effet, elle est très proche de la Galaxie, donc très sensible aux effets de marée. A l'inverse, Draco se trouve trois fois plus loin, et ne ressent pas les mêmes effets.

Dans la partie simulations numériques de cette thèse, je vais être amené à représenter Draco par l'association de deux composantes, une composante baryonique et une composante de matière noire. Les distributions de ces composantes vont être modélisées respectivement par un modèle de King et un modèle NFW (voir chapitre §6 pour les valeurs des différents paramètres). A la fin de la simulation, la distribution de matière lumineuse peut être ajustée par un modèle de King, possédant des paramètres semblables à ceux observés. De plus, la simulation ne montre pas de traînées de marée significatives. Certes des étoiles ont été arrachées, mais pas suffisam-

ment pour reproduire le même type de traînées que la galaxie du Sagittaire. La figure 3.27 représente les deux profils de matière au départ de la simulation. Il apparaît que la matière noire prédomine sur la matière lumineuse. Avec le résultat trouvé par Łokas et al. (2005), ceci semble montrer qu'au cours de son évolution, la matière baryonique de Draco est restée dans le potentiel de la matière noire. La conséquence est une incapacité de la Galaxie à vaincre ce potentiel pour influencer sur la partie lumineuse de Draco.



**FIG. 3.26** - Gauche : comparaison des profils de la matière lumineuse et de la matière noire obtenus par Łokas et al. (2005) pour Draco. Droite : même chose mais pour la galaxie naine du Sagittaire.



**FIG. 3.27** - Même chose que la figure précédente, mais pour le modèle de Draco du chapitre §6. Cette figure montre les deux distributions au départ de la simulation. Le modèle NFW domine complètement celui de la matière lumineuse.

Une autre étude en faveur d'un important halo de matière noire autour de Draco est celle de Mayer et al. (2002). A l'aide de simulations numériques à haute résolution, ils ont essayé de reproduire le comportement de certaines galaxies naines, comme Carina. Ces galaxies montrent

des étoiles qui ne sont plus liées et qui forment des traînées de marée, provoquées par la Voie Lactée. Dans leurs simulations, ils ont modélisé le halo de matière noire des galaxies naines avec un potentiel du même type que ceux utilisés dans le modèle de formation des galaxies. Ils ont ensuite cherché à voir si ces simulations pouvaient rendre compte des observations. Leurs conclusions furent qu'il est possible de les reproduire si le potentiel de matière noire possède un cœur plat ou un cœur piqué avec une faible concentration ( $c \leq 7$ ). Si la concentration est forte ( $c > 10$ ), seules des orbites avec une forte excentricité permettent d'arriver au même résultat. Il est donc possible de modéliser des galaxies, comme Carina, possédant un rapport masse sur luminosité assez faible et des traînées de marée. Dans le cas des galaxies naines avec des rapports M/L très grands, comme Draco ou Ursa Minor, ils ont montré qu'il était très difficile d'obtenir d'importantes traînées de marée ; seules de faibles effets de marée sont susceptibles de former des sous-structures, mais elles seront très difficiles à observer. De plus, la structure interne de ces galaxies peut être reproduite à la fois par des potentiels avec de fortes concentrations (prédites par les simulations CDM), mais aussi par des potentiels moins concentrés.

Hayashi et al. (2003) ont étudié l'évolution des sous-structures dans des halos de matière noire, notamment avec la présence de traînées de marée. Leur principal résultat est que les halos, modélisés par un modèle NFW, perdent constamment de la masse, lorsqu'ils gravitent autour d'une galaxie hôte massive, par effets de marée. Toutefois, le taux de perte diminue, de façon significative, lorsque la masse se confine à l'intérieur du rayon de marée. La matière est préférentiellement arrachée des couches externes. Cela provoque l'échauffement du halo, et donc son expansion ainsi que la diminution de la densité centrale après chaque passage au péricentre. En appliquant leurs résultats au cas de la Voie Lactée et de ses compagnons, ils ont trouvé que le rayon de marée des galaxies naines ne correspond pas à la cassure dans les profils de lumière. Ils ont notamment étudié plus en détails le cas de Draco, et leur modèle serait plus en accord avec les conclusions de Odenkirchen et al. (2001) ou celles obtenues avec les relevés INT et MegaCam, que celles de Irwin & Hatzidimitriou (1995). Le rayon de marée serait supérieur au rayon de King de  $49.9'$ .

Un autre article intéressant est celui de Mashchenko et al. (2005) ; ils proposent un modèle de formations de galaxies naines avec des halos de matière noire étendus. L'idée est que les étoiles se sont formées à partir d'un gaz isotherme, en équilibre hydrostatique à l'intérieur du halo de matière noire. Une fois le gaz expulsé ou consommé dans la formation des étoiles, l'amas stellaire se relaxe suivant différents procédés (relaxation violente ou mélange de phases). Ce qui est intéressant dans ce modèle est qu'il permet de rendre compte des observations de trois galaxies naines : Carina, Ursa Minor et Draco. Pour Draco, ils peuvent ajuster à la fois son profil de brillance de surface donné par Odenkirchen et al. (2001), mais aussi le profil de dispersion de vitesse en fonction de la distance obtenu par Wilkinson et al. (2004). Le seul défaut de ce modèle est qu'il n'est pas dynamique. Ils ont simplement modélisé les galaxies naines, mais pas leur évolution autour de la Voie Lactée ; ils ne prennent donc pas en compte l'effet de la Voie Lactée sur la relaxation des étoiles des galaxies satellites.

Même si le consensus général est de penser que les galaxies, comme Draco, possèdent un important halo de matière noire entourant leur partie lumineuse, d'autres auteurs proposent d'expliquer ces mêmes résultats sans faire intervenir la composante matière noire. Par exemple, Klessen & Kroupa (1998) ont étudié l'évolution de galaxies naines, de  $10^7 M_{\odot}$ , dans un halo de matière noire représentant celui de la Voie Lactée, de  $\approx 3 \times 10^{12} M_{\odot}$ . La particularité des orbites

de leurs galaxies satellites est qu'elles ont une forte excentricité, comprise entre 0.41 et 0.96. Ils ont trouvé que toutes les simulations se terminent de la même façon ; il ne reste plus que 1% de la masse initiale à la fin des simulations, le reste a été arraché gravitationnellement par la galaxie hôte. Ils ont aussi comparé les résultats de leurs simulations avec les observations des galaxies naines du Groupe Local. Ils ont trouvé que les caractéristiques structurelles, ainsi que les propriétés cinématiques le long de la ligne de visée, étaient similaires, même si leurs galaxies naines simulées possèdent un rapport n'excédant pas la valeur 3. De plus, ils ont démontré que les galaxies, ayant des orbites très excentriques, vont avoir une densité de brillance de surface centrale et une dispersion de vitesse artificiellement plus importantes, si la ligne de visée se trouve dans l'alignement du plan orbitale. Ceci donne alors une estimation du rapport  $M/L$ , par la formule de King, très importante, et une fausse conclusion sur la présence d'un halo de matière noire massif. Ils posent aussi la question de la présence de matière noire autour des galaxies naines. Pour tenter de répondre à cette question, ils étudient la valeur de la dispersion de vitesse des étoiles des galaxies. Leur modèle peut donner des valeurs similaires,  $\sigma \approx 6 - 10 \text{ km s}^{-1}$ , pour des orbites avec  $e > 0.5$ . Ils disent même que si les futures observations ne donnent pas des ellipticités de l'ordre de 0.3 pour la trajectoire des galaxies naines mais plutôt une valeur plus élevée, alors il y a de fortes chances que les galaxies ne possèdent pas de matière noire.

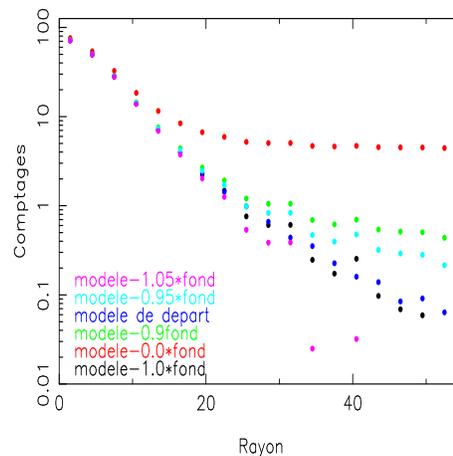
Pour compléter cette idée sur la non présence de matière noire dans les galaxies satellite de la Voie Lactée, il y a l'article de Kroupa et al. (2005). Les simulations CDM prédisent une distribution isotrope de ces galaxies, avec une distribution radiale suivant une loi de puissance ( $n < 2$ ). Dans leur article, ils montrent que la distribution radiale est observée, mais pas l'isotropie, puisque les galaxies semblent être distribuées selon une structure en forme de disque, quasiment polaire (Lynden-Bell, 1982b,a; Lynden-Bell & Lynden-Bell, 1995). Du fait de cette anisotropie, ils considèrent que les galaxies satellites ne peuvent provenir d'une distribution isotrope, présente dans les simulations CDM. Ils sont partisans pour un progéniteur, commun à toutes ces galaxies, et riche en gaz. Par interaction avec la Voie Lactée sur une orbite polaire excentrique, il aurait formé des bras de marée. Ces bras se seraient condensés en plusieurs endroits, créant ainsi des galaxies naines de marée (Duc et al., 2004). Draco serait donc une de ces galaxies. Cette idée, déjà soumise par Lynden-Bell (1976), est possible au vu du LMC. C'est la plus grosse galaxie naine gravitant autour de notre galaxie. Elle pourrait donc être le reste du progéniteur. De plus, entre le LMC et le SMC, il existe une traînée de gaz, appelée le *Magellanic Stream* qui pourrait être un vestige du bras de marée originel.

Tout ceci montre que le sujet de la présence ou non de matière noire autour des galaxies naines, et dans notre cas autour de Draco, reste encore une question ouverte. Toutefois, au vu des précédentes études ainsi que des résultats obtenus avec les données INT et MegaCam, il semble que Draco possède bien un important halo de matière noire. L'un des résultats, qui est le plus en faveur de cette idée, est la non détection de traînées de marée jusqu'à une distance d'environ 1.5 kpc de son centre, même le long de son demi-grand axe. Certes, je ne peux pas exclure les effets de projection soulignés par Klessen & Kroupa (1998). Un moyen de résoudre ce problème est de mieux contraindre l'orbite de Draco, notamment en améliorant la mesure de ses mouvements propres, ce qui va faire l'objet du chapitre suivant.

### 3.3.2 Discussion sur la cassure du profil

Dans cette partie, je vais expliquer un peu plus en détails l'allure des profils, et plus particulièrement, l'impact d'une mauvaise estimation du fond lors de l'analyse des données. C'est un point important à ne pas négliger car son effet va principalement être ressenti dans la partie externe du profil de brillance de surface. En effet, c'est dans cette région que la densité des étoiles de la galaxie naine est du même ordre de grandeur que le fond. Une mauvaise suppression entraîne une déformation du profil, allant jusqu'à créer une cassure artificielle.

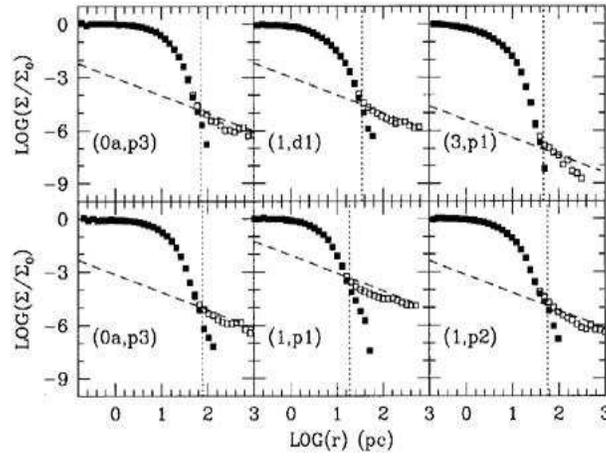
Ce propos peut être illustré par une simple simulation numérique. Une galaxie naine est modélisée par une distribution de Plummer. Un fond est aussi rajouté à ce système. Il est généré par un tirage aléatoire de points, uniformément répartis dans l'espace. Il ne reste plus qu'à tracer le profil de cette galaxie, mais en faisant varier la valeur du fond à soustraire. Pour bien montrer son impact, une série de soustraction du fond est effectuée ; il est enlevé à hauteur de 0%, 90%, 95%, 100% et 105%. La figure 3.28 montre les différents résultats obtenus. Elle montre aussi la forme du modèle de Plummer du départ (en bleu). Le profil en rouge (0%) montre bien la cassure suivie par un profil plat, lorsque le fond est présent. L'effet du fond se manifeste bien par un aplatissement des régions où sa densité est équivalente, voire supérieure, à celle de la galaxie naine, c'est-à-dire dans les parties externes du halo. La figure 3.28 illustre bien l'importance de cette soustraction car, même en enlevant jusqu'à 95% du fond (points bleu clair), le profil s'écarte de façon non négligeable du modèle, et montre toujours une partie plane. De même, une surestimation de cette valeur entraîne une perte d'informations, puisque le profil de lumière est tronqué (points roses).



**FIG. 3.28** - Tracés des profils de brillance de surface d'une galaxie naine, modélisée à partir d'un modèle de Plummer, et en faisant varier la suppression du fond.

L'estimation de ce fond est donc le point le plus important lors d'un tracé de profil de brillance de surface. En effet, la plupart du temps, ce sont les parties externes du profil qui sont intéressantes ; c'est là que les traînées de marée sont les mieux identifiables. Un mauvais calcul du fond va avoir une incidence sur les conclusions apportées par le profil. Une contamination sous-estimée va masquer la présence des effets de marée, alors qu'une surestimation va l'occulter.

Le problème est que les traînées de marée, provoquées par des effets gravitationnels, créent



**FIG. 3.29** - Profils des galaxies naines simulées par Johnston et al (1999). Les carrés pleins représentent les particules liées à la galaxie, alors que les carrés ouverts sont pour les particules non liées. La droite en pointillés est l'ajustement de la partie au-delà du rayon de cassure par leur relation.

aussi une brisure dans le profil de lumière. Il faut donc trouver un moyen pour faire la différence entre ces deux causes de cassure. D'après Johnston et al. (1999), il y a une différence de morphologie. La forme de la cassure provoquée par un effet de marée ne donne pas un profil plat mais, au contraire, change sa pente. Ils ont donc étudié l'impact des effets gravitationnels d'une galaxie massive sur une galaxie naine à l'aide de simulations numériques. Leurs simulations ont montré une différence de comportement entre les particules encore liées à la galaxie naine et les particules n'appartenant plus à cette dernière. Ce phénomène se manifeste au niveau du profil de brillance de surface par une discontinuité, visible sur la figure 3.29 par les carrés ouverts. Ils ont aussi trouvé une relation qui permet d'ajuster les portions formées par les particules au-delà du rayon de cassure. Cette relation est de la forme :

$$\Sigma_{st}(r) = \frac{1}{g(\theta)} \frac{dm}{dt} \frac{T_{orb}}{\pi} \frac{1}{2\pi r_{break} r} \quad (3.8)$$

avec  $dm/dt$  le taux de perte de masse de la galaxie,  $T_{orb}$  la période orbitale, et  $r_{break}$  le rayon où la cassure se produit. Le terme  $g(\theta)$  est une fonction dépendant de l'angle entre la ligne de visée et le plan perpendiculaire à la trajectoire. Il peut être remplacé (en 1<sup>ère</sup> approximation) par  $\cos(\theta)$ . La figure 3.29 montre les ajustements obtenus avec cette formule. Dans la plupart des cas, le modèle concorde avec les simulations, indiquant ainsi que le profil de lumière des particules au-delà du rayon de cassure est proportionnel à  $r^{-1}$ . Dans la pratique, les observations donnent  $\Sigma_{st}(r) \sim r^{-\gamma}$ , avec  $0.7 < \gamma < 5$ . Le modèle de Johnston et al. (1999) donne donc des résultats comparables aux observations, même s'il reste des différences, notamment au niveau de la valeur de la puissance. Cependant, cette étude, complétée par la simulation numérique du dessus, montrent qu'il est possible de faire la distinction entre ces deux types de cassures, simplement en observant la pente de la partie du profil au-delà du rayon de brisure. Si elle est plane, le fond a été mal déterminé, et domine cette partie du profil. Par contre, si elle est supérieure à -1, alors il y a de fortes chances que cette cassure soit réelle, et que la galaxie possède une traînée de marée.



## Chapitre 4

# Mesure des mouvements propres

Dans cette partie, je présente une tentative de développement d'une méthode pour la mesure des mouvements propres des galaxies naines autour de la Voie Lactée. La première galaxie à laquelle je m'intéresse est Draco. La dernière mesure pour cette galaxie a été effectuée par Scholz & Irwin (1993). En utilisant des plaques photographiques espacées de 35 ans, ils ont obtenu comme mouvements propres  $\mu_\alpha = 90 \pm 50 \text{ mas/siècle}$  et  $\mu_\delta = 100 \pm 50 \text{ mas/siècle}$ . On peut voir que ces valeurs sont peu précises. L'idée est donc d'améliorer ces mesures à l'aide d'images HST. On a vu dans le chapitre §2 que la base de temps, c'est-à-dire le temps entre chaque session d'observations de la galaxie naine, n'est pas très grande ; au mieux les images sont espacées de 6 ans. Je dois donc mettre en place une méthode capable de détecter le mouvement des étoiles d'une galaxie naine sur une courte période. Cela revient à détecter un déplacement inférieur au pixel sur le détecteur de la caméra WFPC2.

La connaissance des mouvements propres d'une galaxie est une information importante dans la compréhension de la formation des galaxies. Avec la vitesse radiale et sa position sur le ciel, il est possible de contraindre sa trajectoire. Avec les outils informatiques de maintenant et les nombreux logiciels de simulations à N-corps, il est très facile de modéliser la trajectoire de la galaxie naine, plongée dans un potentiel externe représentant la Voie Lactée. Une fois sa trajectoire connue, avec des simulations N-corps ou hydrodynamiques, on peut étudier en détails les interactions entre la galaxie centrale et son satellite, mais aussi avec les autres compagnons du groupe de galaxies. De cette manière, on a accès à l'histoire de la galaxie naine. En comparant les résultats des simulations avec les observations, on peut ainsi avoir des indications sur ses caractéristiques au début de sa formation (forme du potentiel, masse, etc), mais aussi sur les différents stades d'évolution qu'a subi la galaxie naine. Enfin, on peut connaître son devenir, comme par exemple savoir si elle va être accrétée par la galaxie centrale et former des traînées de marée comme la galaxie du Sagittaire (Ibata et al., 1994, 2001; Majewski et al., 2003). Ainsi, avec une meilleure connaissance des trajectoires des galaxies naines du Groupe Local, cela donnerait des informations précieuses sur leur formation, et notamment est-ce que certaines galaxies naines suivent la même trajectoire (Lynden-Bell, 1982b,a; Lynden-Bell & Lynden-Bell, 1995), ou bien ont-elles un progéniteur commun (Lynden-Bell, 1976; Kroupa et al., 2005) ?

C'est pour toutes ces raisons que la mesure des mouvements propres est un sujet qui intéresse de plus en plus de personnes. Certains utilisent des images HST, d'autres des observations radio (Brunthaler et al., 2005) ou des plaques photographiques. Toutefois, ce ne sont pas les mêmes méthodes utilisées pour les mesures. Par exemple, Piatek et al. (2002) ont mesuré les

mouvement propres de Fornax en utilisant des images HST avec une base de temps de 4 ans. Pour cela, ils ont recherché la présence de quasars dans les champs HST et s'en sont servis comme points fixes dans le ciel. Ils ont mesuré ainsi le mouvement des étoiles de la galaxie naine par rapport à ces points fixes. La position des étoiles a été déterminée par la construction d'une psf, suffisamment précise pour subdiviser les pixels en cinq. Avec cette psf, ils ont mesuré les centres des étoiles avec une précision de 0.005 pixels, soit 0.25 mas. Ils ont trouvé comme mouvements propres pour Fornax,  $\mu_\alpha = 49 \pm 13$  mas/siècle et  $\mu_\delta = -59 \pm 13$  mas/siècle. L'apport de ces mesures leur a permis de conclure que Fornax ne semble pas être liée gravitationnellement à la Voie Lactée, et qu'elle n'appartient à aucune des traînées prédites par Lynden-Bell 1982a; Lynden-Bell & Lynden-Bell 1995. Ils ont aussi appliqué cette méthode aux autres galaxies naines autour de la Voie lactée (Piatek et al., 2003, 2004, 2005).

Dinescu et al. (2004) ont aussi mesuré les mouvements propres de Fornax. Pour leur étude, ils ont utilisé à la fois des plaques photographiques mais aussi des images HST. Au final, leur base de temps était de 50 ans. Comme points de références sur le ciel, ils ont choisi des quasars, mais aussi un certain nombre de galaxies. Pour la mesure du centre des étoiles, ils ont utilisé deux méthodes : ajuster une psf pour les images HST, ou un modèle gaussien à 2D pour les plaques photographiques. Ils ont ainsi trouvé comme mouvements propres  $\mu_\alpha \cos \delta = 0.59 \pm 0.16$  mas/yr et  $\mu_\delta = -0.15 \pm 0.16$  mas/yr. Ils ont pu construire la trajectoire de Fornax dans le Groupe Local, et ont découvert, à l'inverse de Piatek et al. (2002), que Fornax semble être dans le même plan et suivre la même trajectoire que les galaxies naines LeoI, LeoII, Sculptor et Sextans. Ceci vient confirmer l'hypothèse faite auparavant par Lynden-Bell (1982a) et Majewski (1994). Ils ont aussi découvert que Fornax a traversé le plan du Nuage de Magellan. Ils ont supposé que l'interaction entre le LMC (*Large Magellanic Cloud*) et Fornax serait à l'origine de la fin de la formation d'étoile dans cette dernière.

Ces deux exemples montrent bien qu'il est encore très difficile aujourd'hui d'avoir des mesures précises de mouvements propres des galaxies naines du Groupe Local. Par contre, ce sont des informations très précieuses pour la compréhension de la formation de notre système. Il est nécessaire d'avoir une méthode fiable sinon, suivant le résultat des mesures, les conclusions peuvent être contradictoires, comme pour le cas de Fornax.

Mon approche est différente. Je me sers des étoiles de Draco comme référence et je mesure le mouvement apparent des galaxies. En prenant les étoiles de Draco comme points fixes, il y a plus de 300 objets par champ, répartis de façon homogène sur l'ensemble des CCD de la caméra. Avoir un grand nombre de points fixes a pour avantage de permettre une bonne superposition des images des différentes époques. Ensuite, le choix des galaxies pour effectuer la mesure au lieu des quasars se justifie par le nombre d'objets présents dans les champs. Il y a beaucoup plus de galaxies que de quasars, ce qui donnera une mesure des mouvements propres plus précise. Toutefois, leur nombre est limité. En regardant les images, il n'y a qu'une dizaine de galaxies, identifiables à l'oeil, par CCD. De plus, ce sont des objets diffus sur les images et la détermination de leur centre risque d'être difficile. Ces deux problèmes vont être les facteurs limitants de la méthode.

Ces raisons m'ont amené à tester plusieurs façons pour mesurer les mouvements propres. La première est l'ajustement d'un modèle sur les galaxies. Le choix du modèle n'est pas évident car il doit rendre compte, le mieux possible, des caractéristiques de toutes les galaxies. Le modèle le plus simple est une gaussienne à 2D. Il permet notamment de prendre en compte le rapport des axes projetés sur l'image des galaxies. En plus des paramètres du modèle, la méthode tenait

compte de l'orientation des galaxies sur les CCD, en recherchant la direction de leur demi-grand axe. Pour réaliser l'ajustement, j'ai utilisé deux méthodes de calcul, soit par moindre carrés soit par maximum de vraisemblance. Au final, il s'est avéré qu'aucune méthode n'était satisfaisante. En testant sur des images fictives, les algorithmes ne convergeaient pas tout le temps, et lorsque c'était le cas, le résultat pouvait être complètement faux. Une des raisons du non fonctionnement de ces deux méthodes est qu'elles utilisent un modèle trop simple. Il ne prend pas en compte les déformations de l'instrument. Ceci rend donc la recherche du centre difficile. Les problèmes de convergence peuvent être aussi dus au faible nombre de galaxies par rapport aux nombre de paramètres à ajuster. Si un centre est mal défini, l'impact sur la détermination du décalage et sur sa précision sera important.

Il m'a donc fallu développer une nouvelle méthode qui prenne en compte la psf de l'instrument. C'est cette méthode qui va être présentée plus en détails ci-dessous.

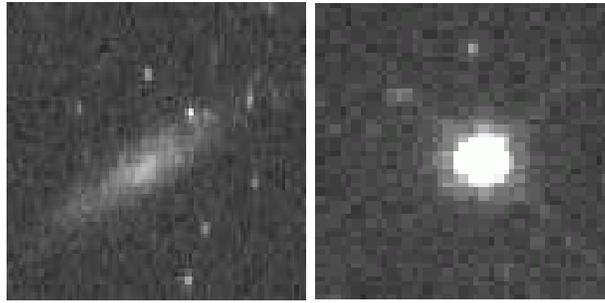
## 4.1 Méthode utilisée

La nouvelle méthode est basée sur une mesure différentielle qui utilise les profils des étoiles et des galaxies, ainsi qu'une fonction de IRAF, `fxcor`. En théorie, `fxcor` est utilisée pour connaître la vitesse radiale d'une étoile ou d'une galaxie à partir de son spectre. Il faut lui donner en entrée deux spectres de la même source lumineuse, pris à deux époques différentes. Ensuite, `fxcor` construit les spectres de Fourier respectifs et mesure le décalage entre eux. Il donne le résultat soit sous forme d'une vitesse radiale, soit sous forme d'un décalage en pixels. C'est cette deuxième option qui est intéressante pour la détermination des mouvements propres. Le but de la méthode est de construire les profils des objets sélectionnés pour toutes les époques et de mesurer les décalages entre eux avec `fxcor`. L'avantage de cette méthode par rapport aux deux précédentes, est qu'elle ne requiert pas la connaissance de la psf de l'instrument. En effet, elle est implicitement utilisée lors de la construction des profils.

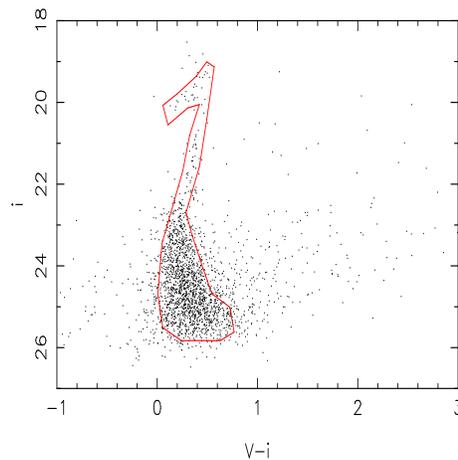
La première chose à faire est de sélectionner les étoiles de Draco ainsi que les galaxies du fond, présentes dans les champs HST réduits. Les images étant petites, la sélection des galaxies se fait de façon manuelle. Elles sont détectées de visu sur les trois CCD de la caméra, pour une époque donnée. La partie gauche de la figure 4.1 est une image d'une galaxie vue par le HST et, par comparaison, celle de droite représente une étoile. Ceci illustre qu'il est simple de les différencier à l'œil. Une fois toutes les galaxies trouvées, il faut vérifier qu'elles sont bien présentes sur les images des autres époques. Au total, il n'y a eu qu'une dizaine de galaxies détectées par CCD. Certes, il doit y en avoir plus, mais elles doivent être quasi ponctuelles du fait de leur grande distance par rapport à nous. Pour la sélection des étoiles, appartenant à Draco, elle a déjà été faite au chapitre §1, par la construction d'une boîte de sélection autour de la branche des géantes rouges (figure 4.2).

Ensuite, il faut recalibrer les images des différentes époques entre elles. En effet, le centre de la caméra n'a pas été le même à chaque époque. Le recalage se fait à l'aide des étoiles de Draco, ainsi que le programme `Daomaster` (Stetson, 1993). En sortie, il fournit les paramètres des différentes transformations, à savoir translations, rotations et homothéties à appliquer pour superposer correctement les images entre elles.

Maintenant, se pose le problème de la construction des profils. C'est la partie la plus délicate et la plus déterminante, car s'ils sont mal définis, `fxcor` ne pourra pas faire la mesure des décalages. Une zone est définie autour de chaque galaxie ; elle a la forme d'un carré de 40 pixels



**FIG. 4.1** - Exemples de détection d'une galaxie (gauche) et d'une étoile (droite) par la caméra WFPC2 du télescope HST.

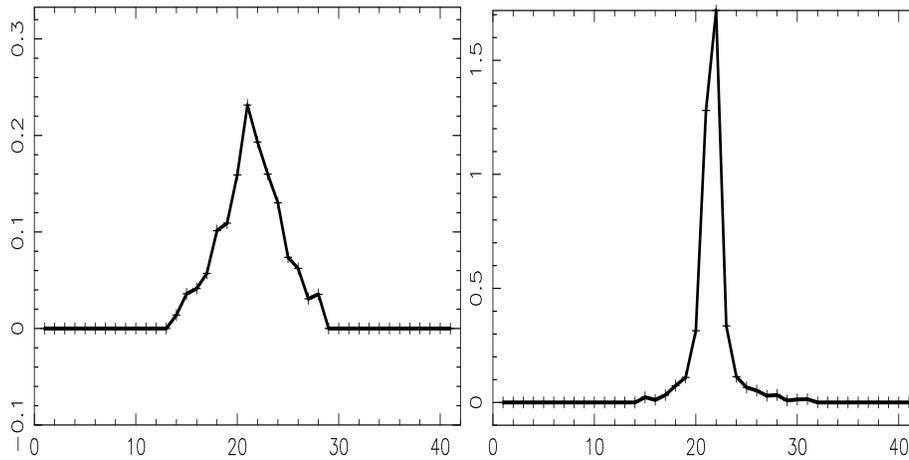


**FIG. 4.2** - CMD du relevé HST avec la boîte de sélection autour des différentes branches stellaires sélectionnées.

de côté. Le problème vient de la possible présence d'autres sources lumineuses à l'intérieur de cette boîte. En effet, s'il y a trop d'objets du fond dans la même boîte de sélection, le profil aura de nombreux maxima, qui perturberont la mesure. Le programme peut très bien mesurer le décalage entre deux pics qui n'ont rien à voir entre eux et avec le centre de la galaxie, simplement parce que le rapport signal sur bruit de ces pics est élevé. Pour éviter ce type de contamination, un filtre "passe-bande" à deux dimensions est appliqué à la zone en question. Il est centré sur l'objet choisi et possède une forme prédéfinie. A partir du centre de l'objet et jusqu'à 7 pixels, le filtre vaut 1 ; entre 7 et 12 pixels la valeur diminue suivant une forme gaussienne. Enfin, au-delà de 12 pixels, la valeur du pixel est mise à 0. Ce filtre permet d'annuler tous les pixels considérés comme n'appartenant pas à la galaxie, et ainsi éviter d'avoir de fortes valeurs de pixels susceptibles d'interférer dans la détermination du centre du profil.

Les profils s'obtiennent par addition des valeurs des pixels suivant un axe de l'image. Il y a donc deux profils par galaxie. Par exemple, le profil d'une galaxie suivant l'axe des X se construit en additionnant tous les pixels contenus dans la boîte ayant la même abscisse. On fait l'opération inverse pour avoir le profil suivant l'axe des Y. La figure 4.3 montre un exemple de profil d'une galaxie (gauche) et celui d'une étoile (droite). En comparant ces deux profils, on

remarque déjà que la méthode risque de donner de meilleurs résultats avec des profils d'étoiles qu'avec ceux des galaxies, puisque son amplitude est plus importante et sa forme mieux définie.



**FIG. 4.3** - Représentation des profils obtenus pour une galaxie (gauche) et pour une étoile (droite).

Une fois les profils construits, il ne reste plus qu'à mesurer le décalage entre les différentes époques avec `fxcor`. Il y a la possibilité de le faire de deux façons différentes. La première méthode est de faire objet par objet. La routine utilise les spectres de deux époques différentes, pour un objet donné, et renvoie le décalage mesuré. Cette opération est réitérée pour l'ensemble des galaxies. Le mouvement propre est ainsi la moyenne des décalages trouvés. La deuxième façon est d'utiliser toutes les galaxies d'un même CCD en une seule fois. Le but est de construire un spectre en ajoutant côte-à-côte tous les profils. On fait cela pour les différentes époques, et ensuite on applique `fxcor` sur ces spectres. On obtient ainsi directement le déplacement moyen de l'ensemble des galaxies. Pour voir quelle est la meilleure façon de mesurer ces décalages, mais aussi la précision de chacune d'elle, je réalise quelques tests.

## 4.2 Tests de la méthode

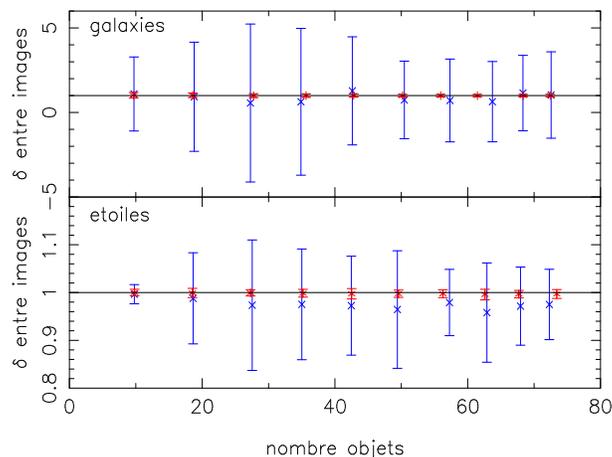
Le but de ces tests est de voir si cette méthode différentielle permet de faire des mesures plus précises que les résultats actuels des mouvements propres de Draco. Pour voir son efficacité, les tests ont porté sur deux types d'objets astronomiques : les étoiles et les galaxies.

Ces tests sont réalisés à partir de fausses images d'observation. Sur ces images, les objets astronomiques souhaités, soit des étoiles soit des galaxies, sont placés de façon aléatoire. Toutefois, pour tenir compte des déformations de la caméra, les objets astronomiques ne sont pas simulés de façon analytique, mais sont plutôt de vrais objets observés. Par exemple, pour faire une image avec des étoiles, elles sont choisies au hasard dans la liste des objets appartenant à Draco. Elles sont ensuite repérées sur l'image HST et sélectionnées en construisant une boîte autour d'elles. La valeur de chaque pixel dans cette boîte est récupérée, et l'ensemble est recopié à un endroit sur la fausse image, lui aussi choisi au hasard. C'est le même principe pour la construction d'une image avec des galaxies. La seule différence se situe au niveau du nombre de galaxies ; il y en a peu. Pour les étoiles, la liste comprend plus d'une centaine de coordonnées

pour chaque CCD. On a vu précédemment qu'il n'y a qu'une dizaine de galaxies par CCD. Pour avoir un plus grand choix de profils de galaxies, l'orientation de la galaxie sur la fausse image est prise en compte. Pour chaque choix de galaxie, un angle de rotation est aussi déterminé. Cet angle sert à faire tourner la galaxie lors de sa copie sur la fausse image. Une même galaxie peut être choisie plusieurs fois, mais son profil ne sera pas le même du fait de son orientation différente à chaque fois. Pour être certain de ne pas avoir le même profil, les angles de rotation ont des valeurs prédéfinies :  $0^\circ$ ,  $30^\circ$ ,  $45^\circ$ ,  $60^\circ$  et  $90^\circ$ .

La deuxième fausse image, qui sert d'image de deuxième époque, est simplement la copie de la première, mais les pixels sont translatés d'une quantité connue, dans les deux directions X et Y. Le but des tests est de retrouver ces déplacements et de calculer avec quelle précision ils sont mesurés. Le nombre d'objets sur chaque image synthétique varie aussi, afin de connaître le nombre minimal de sources lumineuses qu'il faut pour avoir une précision suffisante sur les mouvements propres. Le fond de l'image est nul. Au départ, il n'y a pas de bruit poissonien rajouté pour créer un fond. Ainsi, la détection des pics est simplifiée ; ce sera un point à rajouter si la méthode donne des résultats concluants. Les mesures se font suivant les deux méthodes expliquées plus haut. Elles sont ensuite comparées entre elles pour savoir laquelle donne la meilleure détermination des mouvements propres.

Pour l'ensemble des tests, le même décalage est imposé entre les deux fausses images, à savoir 1 pixel suivant les deux directions de l'image. Pour chaque type d'objet, étoile ou galaxie, il y a deux séries de mesures pour la détermination des décalages, une série où la mesure se fait objet par objet, et une autre où l'ensemble des profils est utilisé. Ensuite, pour chaque série le nombre d'objets par image varie entre 10 et 100 par pas de 10. Enfin, pour chaque pas, une analyse Monté-Carlo est faite pour connaître la précision de la méthode sur la détermination du décalage. La mesure est répétée 100 fois. La figure 4.4 ci-dessous montre les résultats de ces tests, pour une seule direction de l'image. Le graphique du bas est pour les étoiles alors que le graphique du haut correspond aux galaxies.



**FIG. 4.4** - Résultats des tests réalisés pour les étoiles (figure du bas) et pour les galaxies (figure du haut). Les tracés en bleu sont les résultats de la méthode spectre par spectre, alors que ceux en rouge sont pour la méthode avec l'ensemble des profils. La ligne horizontale représente la valeur théorique du décalage.

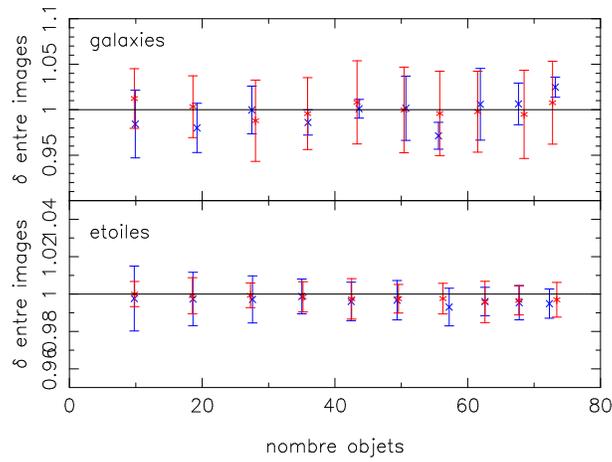
**TAB. 4.1** - Comparaison des décalages trouvés ainsi que de la précision de la méthode utilisant l'ensemble des profils entre les étoiles et les galaxies.

type d'objets	nombre d'objets	$\delta_{cal}$ (pixels)	$\delta_{th} - \delta_{cal}$ (pixels)	$\delta_{th} - \delta_{cal}$ mas/siècle
étoiles	73.4	$0.9969 \pm 0.0093$	$0.0031 \pm 0.0093$	$5.1667 \pm 15.5$
galaxies	72.4	$1.0029 \pm 0.0724$	$-0.0029 \pm 0.0724$	$-4.8333 \pm 120.7$

Ses deux figures montrent les résultats trouvés par les deux méthodes et les comparent entre elles. Tout d'abord, pour les images avec beaucoup d'objets, les deux méthodes n'utilisent pas la totalité des profils tout simplement parce qu'il peut y avoir deux étoiles ou deux galaxies trop proches l'une de l'autre. Si elles se trouvent toutes les deux dans la même boîte de sélection, alors elles ne sont pas utilisées. C'est pour cette raison, qu'il n'y a pas de résultats utilisant les 100 objets présents sur une image. Que ce soit pour les étoiles ou pour les galaxies, il semble que la méthode qui donne les meilleurs résultats soit celle qui utilise tous les profils en même temps. Elle retrouve de façon plus précise le décalage initial ( $\delta_{th}$ ). Les mesures ne fluctuent pas autant que l'autre méthode ; les incertitudes sont nettement plus petites. Le tableau 4.1 compare le résultat obtenu avec les étoiles et celui avec les galaxies pour la méthode utilisant l'ensemble des profils. Cette comparaison est restreinte au cas où il y a 100 objets par image au départ. Le tableau indique la valeur du décalage trouvé ( $\delta_{cal}$ ), ainsi que la différence avec la vraie valeur, exprimée en pixels et en mas/siècle. Pour ce dernier calcul, la base de temps supposée est de 6 ans. Ce tableau montre que la précision obtenue avec des profils d'étoiles est bien meilleure que celle de Scholz & Irwin (1993). Toutefois, dans le cas des profils de galaxies, elle n'est pas améliorée ; elle est même pratiquement trois fois moins bonne.

Pour tenter de rendre plus précis les deux méthodes, je pose l'hypothèse que je connais une estimation du décalage des images. Elle se justifie par le fait qu'il y a déjà une mesure des mouvements propres des galaxies naines autour de la Voie Lactée. Certes, certaines valeurs sont peu précises, mais elles peuvent servir comme point de départ. Dans les tests, seuls les résultats se trouvant dans la fourchette [0.9 ; 1.1] sont gardés. En faisant cela, j'élimine les résultats aberrants qui peuvent survenir. La figure 4.5 montre les nouveaux résultats obtenus. Les barres des incertitudes sont fortement réduites. La méthode avec l'ensemble des profils reste tout de même la meilleure. Le tableau 4.2 affiche les nouveaux résultats. La première chose est qu'il n'y a pas eu d'amélioration pour les profils stellaires puisqu'on retrouve les mêmes valeurs que précédemment. Par contre, dans le cas des profils de galaxies, il y a une légère amélioration de la précision, mais elle reste encore insuffisante. De plus, le décalage trouvé est de moins bonne qualité.

Les deux méthodes présentées ici se heurtent aux mêmes problèmes qui empêchent une détermination précise des mouvements propres. Le premier problème concerne la base de temps. Il se peut que 6 ans ne soit pas suffisant pour obtenir une meilleure précision. Par exemple, un mouvement propre de Draco sur 5 ans en ascension droite correspond à  $4.5 \times 10^{-2}$  pixels de décalage sur l'image (en utilisant la valeur des mouvements propres trouvée par Scholz & Irwin 1993). Ceci risque d'être trop faible pour pouvoir être mesuré. Un deuxième problème provient du profil des galaxies. Le profil d'une étoile est plus net. Il est donc plus facile de trouver précisément son sommet. Pour les galaxies, c'est beaucoup plus difficile. Les galaxies sur les



**FIG. 4.5** - Même légende que celle de la figure 4.4. Ici sont représentés les résultats des tests où l'on donne une estimation de départ pour le décalage.

**TAB. 4.2** - Même type de tableau que le précédent, mais pour les tests avec une estimation du décalage.

type d'objets	nombre d'objets	$\delta_{cal}$ (pixels)	$\delta_{th} - \delta_{cal}$ (pixels)	$\delta_{th} - \delta_{cal}$ mas/si`ecle
étoiles	73.4	$0.9969 \pm 0.0093$	$0.0031 \pm 0.0093$	$5.1667 \pm 15.5$
galaxies	72.8	$1.0077 \pm 0.0455$	$-0.0077 \pm 0.0455$	$-12.8333 \pm 75.8$

images HST, sont des objets étendus. Il arrive très souvent que le profil n'ait pas une forme en cloche, comme pour les étoiles, mais qu'il possède un sommet plutôt aplati, comme s'il n'y avait pas de bulbe au centre de la galaxie. La conséquence est que pour une même galaxie, la détermination du sommet, par `fxcor`, peut être différente d'une image à une autre. Ceci va influencer très fortement la mesure du décalage des deux profils par la routine.

# Chapitre 5

## Données spectroscopiques

Dans cette partie, je m'intéresse à Draco du point de vue spectroscopique. J'utilise des données obtenues avec l'instrument DEIMOS. Le but ici est de confirmer les résultats des études précédentes pour sa vitesse radiale, mais aussi pour sa métallicité.

### 5.1 Instrumentation

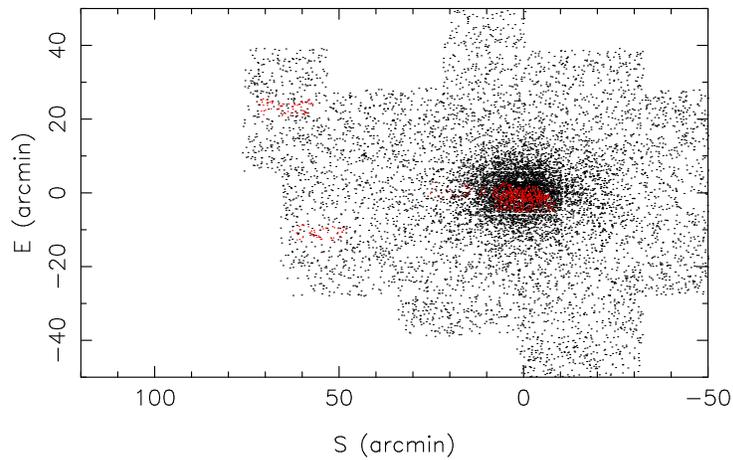
Le relevé des vitesses radiales des étoiles de Draco est obtenu en utilisant l'instrument DEIMOS monté sur le télescope Keck 2. Ce télescope fait partie d'un ensemble de deux télescopes identiques construits au sommet du mont Mauna Kea à Hawaii. Ce sont les télescopes les plus gros du monde puisqu'ils possèdent chacun un miroir de 10 m monté sur une monture azimutale.

Les mesures ont été effectuées avec l'instrument DEIMOS (*Deep Extragalactic Imaging Multi-Object Spectrograph*). Il est monté au foyer du télescope et peut mesurer jusqu'à 1200 spectres en une seule exposition.

Il y a eu trois campagnes d'observations de Draco, deux situées au centre de la galaxie naine, et la dernière à environ  $60'$  du centre (figure 5.1). La réduction des données suit le même principe que celle utilisée par Ibata et al. (2005). Les vitesses radiales sont déduites de l'ajustement d'un modèle construit à partir de gaussiennes, sur les trois bandes d'absorption du calcium, CaII ( $8498.02 \text{ \AA}$ ,  $8542.09 \text{ \AA}$  et  $8662.14 \text{ \AA}$ ). Le catalogue final contient 751 mesures de vitesses radiales.

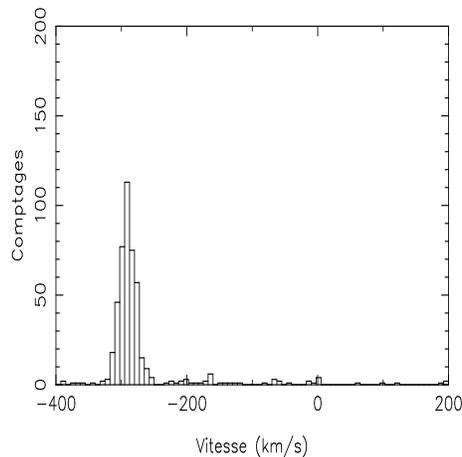
### 5.2 Analyse

Le catalogue final contient 751 mesures de vitesses radiales. Toutefois, toutes ces mesures n'appartiennent pas à Draco. Il y a notamment des étoiles appartenant à la Voie Lactée. Une première sélection est faite à l'aide du diagramme couleur-magnitude ( $V - I, I$ ). Les étoiles retenues sont celles se trouvant dans les boîtes de sélection définies avec le relevé INT. Une autre sélection est aussi faite en utilisant un critère cinématique. Les études précédentes ont trouvé une vitesse radiale moyenne pour Draco de l'ordre de  $-300 \text{ km s}^{-1}$ , ce qui est aussi confirmé par l'histogramme de la figure 5.2. La sélection des étoiles de Draco est donc restreinte à l'intervalle de vitesse  $[-350 \text{ km s}^{-1}; -250 \text{ km s}^{-1}]$ . Enfin, les étoiles se trouvant à une distance supérieure à  $40'$  ne sont pas retenues. Les objets des deux champs externes ne sont pas gardés car il y



**FIG. 5.1** - Carte du ciel montrant les emplacements des mesures obtenues avec le spectrographe DEIMOS.

a peu de chance qu'il y ait des étoiles de Draco. Il n'y a que deux ou trois mesures autour de  $-300 \text{ km s}^{-1}$ . Un rapide calcul a montré que c'était le nombre d'étoiles de Draco attendu à cette distance si l'on suppose que son profil de lumière suit un modèle de Plummer avec les caractéristiques trouvées pour le relevé INT. Le but premier de ces deux champs externes était de rechercher des quasars pour la mesure des mouvements propres de Draco. L'intérêt de ces contraintes est de limiter la contamination du relevé. Le résultat est un catalogue de 420 mesures de vitesses radiales.



**FIG. 5.2** - Histogramme des vitesses radiales de l'ensemble des relevés DEIMOS. Il apparaît clairement que Draco se trouve dans la région  $[-350 \text{ km s}^{-1}; -250 \text{ km s}^{-1}]$ .

### 5.2.1 Vitesse radiale

Pour obtenir la vitesse radiale moyenne et la dispersion de vitesse de Draco, un modèle gaussien est ajusté à cet histogramme par maximum de vraisemblance, en tenant compte des

**TAB. 5.1** - Tableau donnant la vitesse radiale et la dispersion de vitesse des deux branches stellaires, BHB et RHB. Ce tableau rappelle aussi les résultats obtenus pour l'ensemble de la galaxie naine.

branche stellaire	vitesse radiale ( $\text{km s}^{-1}$ )	dispersion de vitesse ( $\text{km s}^{-1}$ )
BHB	$-285.7 \pm 8.9$	$12.4 \pm 7.5$
RHB	$-291.6 \pm 2.8$	$13.0 \pm 2.1$
Draco	$-290.9 \pm 1.3$	$10.8 \pm 1.0$

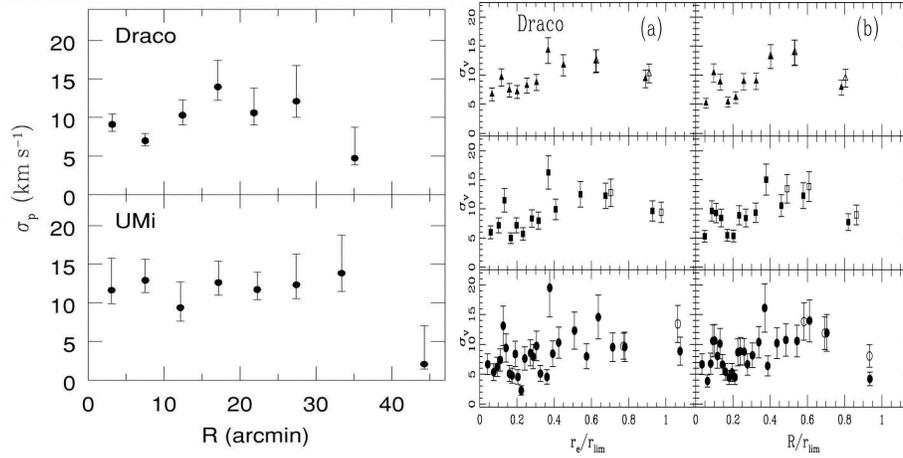
incertitudes sur chaque mesure. L'ajustement donne une vitesse radiale moyenne de  $-290.9 \pm 1.3 \text{ km s}^{-1}$  et une dispersion de vitesse de  $10.8 \pm 1.0 \text{ km s}^{-1}$ . Le même travail est aussi effectué sur les différentes familles stellaires, les BHB, RHB et BS. Pour l'étude des BS, il n'y a pas d'estimation de vitesse car les étoiles ne sont pas observées. La limite en magnitude  $i$  atteinte est de 22, ce qui n'est pas suffisant pour couvrir la zone de ces étoiles. En revanche, les autres branches stellaires possèdent des mesures de vitesses radiales. Il est donc possible de faire le même style de calcul que précédemment pour connaître leur vitesse radiale et leur dispersion de vitesse moyennes. Pour la branche BHB, il y a seulement 11 mesures, alors que pour la RHB, 109 étoiles sont observées. Les résultats sont donnés dans le tableau 5.1.

Les vitesses radiales et les dispersions de vitesse des deux branches stellaires ont des valeurs analogues à celle de la galaxie. Toutefois, les résultats pour les étoiles BHB ne sont pas précis ; les incertitudes sont élevées. C'est la conséquence d'un très faible nombre d'étoiles observées dans cette région du CMD. Ces valeurs sont en accord avec les précédentes études (Armandroff et al., 1995; Hargreaves et al., 1996; Kleyna et al., 2002). Il semble donc ne pas y avoir de différences cinématiques entre les BHB et les RHB et le reste de la galaxie. Draco serait en équilibre depuis une longue période. Toutefois, cette conclusion demande à être confirmée avec de nouvelles mesures pour améliorer la précision des résultats.

### 5.2.2 Profil de dispersion de vitesse

Un autre point étudié est la variation de la dispersion de vitesse en fonction de la distance. Dans leur article, Wilkinson et al. (2004) ont trouvé une cassure à  $\sim 30'$  (figure 5.3). L'emplacement de cette cassure coïncide avec celle du profil de lumière de Draco, obtenu avec les données INT. Ils ont déterminée l'emplacement de cette cassure à  $\sim 25'$ . Ils ont ainsi conclu à une différence de population entre la partie interne et la partie externe de Draco (pour plus de détails sur leur modèle lire la partie ré-accrétion du chapitre §6). Toutefois, Muñoz et al. (2005) ont refait la même étude, mais avec un plus grand échantillon de vitesses radiales. La conclusion obtenue est contraire à celle de Wilkinson et al. (2004), puisque leur profil est plat, voire en légère augmentation (figure 5.3).

L'idée est donc de faire la même chose pour tenter de répondre à cette question. Le problème avec les relevés DEIMOS est qu'ils ne vont pas suffisamment loin en distance. Les étoiles mesurées vont jusqu'à  $\sim 15'$ . La cassure aperçue par Wilkinson et al. (2004) n'est donc pas couverte par les données. En revanche, ce catalogue possède plus d'entrées que les deux autres. Il va donc être possible de mieux contraindre l'allure de ce profil dans la partie centrale de la

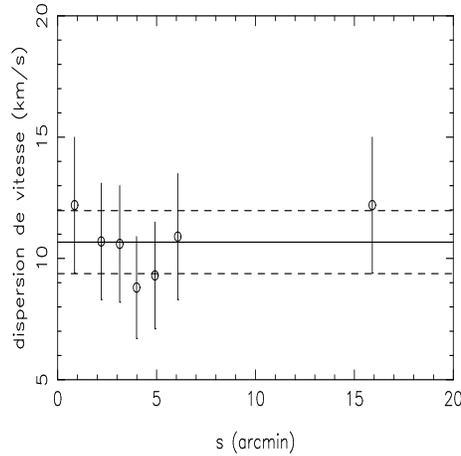


**FIG. 5.3** - Comparaison des distributions des dispersion de vitesse en fonction de la distance, obtenus par Wilkinson et al. (2004) (gauche) et par Muñoz et al. (2005) (droite). Les profils de gauches sont obtenus en faisant des anneaux circulaires, alors que ceux de droite avec des anneaux elliptiques. Les profils du haut sont construits avec 21 étoiles par bin, ceux du milieu avec 16 étoiles et ceux du bas avec 8 étoiles.

galaxie naine. Le profil de la dispersion de vitesse est représenté sur la figure 5.4.

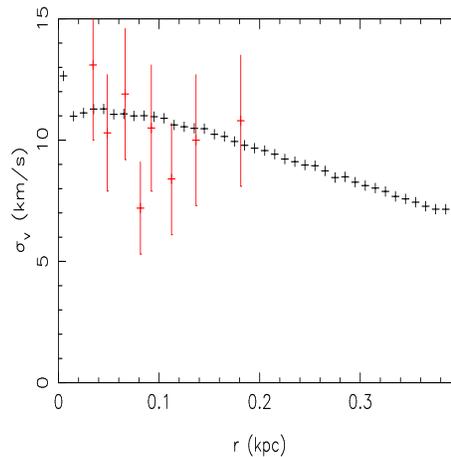
Ce profil est tracé à l'aide d'anneaux elliptiques, du même style que ceux utilisés pour les profils de brillance de surface. La seule différence est qu'il y a le même nombre d'objets dans chaque anneau. Il y a à chaque fois 60 étoiles par anneau. La figure 5.4 montre qu'il est plat. Cette impression est confirmée par le calcul de la moyenne de ces points. La ligne continue correspond à une dispersion de vitesse de  $10.7 \text{ km s}^{-1}$  et les lignes pointillées sont les écarts-types à  $\pm 1\sigma$ , qui valent  $1.3 \text{ km s}^{-1}$ . Le calcul du  $\chi^2$  de la droite par rapport aux données permet de calculer la probabilité  $Q(\frac{1}{2}\chi^2, \frac{1}{2}\mu)$ . Elle permet de connaître la probabilité qu'un modèle avec les caractéristiques  $\chi^2$  et  $\mu$  rend bien compte des observations. La valeur trouvée est de 0.94, ce qui indique que ce modèle linéaire est acceptable pour ce cas. Un point intéressant est de comparer ce profil de dispersion de vitesse avec celui de la galaxie naine Sextans. Il a été obtenu par Kleyna et al. (2004). Comme pour Draco et Ursa Minor (Wilkinson et al., 2004), le profil possède une cassure dans sa partie externe. Dans le cas de Sextans, ils considèrent que cette cassure est due à un effet de marée, même si son profil de brillance, obtenu par Irwin & Hatzidimitriou (1995), n'est pas suffisamment précis et étendu pour confirmer ce fait. Une autre particularité du profil de dispersion de vitesse de Sextans est d'avoir une cassure dans sa partie interne avec une valeur de  $0 \text{ km s}^{-1}$  au centre. Pour expliquer ce phénomène, ils pensent à la dissolution d'un amas d'étoiles se trouvant au centre de la galaxie naine. Ils justifient notamment la présence d'une telle structure par le cœur piqué du profil de lumière de Sextans. Avec ce profil de dispersion de vitesse obtenu, on constate que ce n'est pas le cas pour Draco. Il ne chute pas près de son centre.

Pour compléter ce travail sur le profil de la dispersion de vitesse en fonction de la distance, une autre analyse est réalisée. Elle consiste à tracer le profil théorique de la dispersion de vitesse d'un modèle de King et de le comparer avec les données. Ce modèle théorique est construit à partir de la routine `mkking` de NEMO (logiciel de simulations numériques qui sera présenté



**FIG. 5.4** - Profil de la dispersion de vitesse de Draco en fonction de la distance. La ligne continue indique la valeur moyenne de la dispersion, alors que les deux lignes en pointillés représentent les écart-types à  $\pm 1\sigma$  sur cette valeur moyenne.

dans la partie suivante). Les paramètres du modèle sont choisis en fonction des résultats des observations : un rayon de cœur de 0.14 kpc, un rayon de marée de 0.87 kpc, un potentiel central  $W_0 = 3$ , une masse de  $3 \times 10^7 M_\odot$ . Il est généré avec  $10^6$  particules et positionné à l'emplacement de la galaxie dans le repère galactocentrique. La projection des vitesses radiales des particules le long de la ligne de visée (entre le Soleil et la galaxie), permet ensuite d'obtenir le profil de la dispersion de vitesse, représenté sur la figure 5.5. Le profil des observations est aussi indiqué sur cette figure en rouge. Il diffère légèrement de celui de la figure 5.4 par le nombre d'étoiles utilisées dans chaque bin ; il n'y en a que 50.



**FIG. 5.5** - Comparaison entre le profil observationnel (en rouge) de la dispersion de vitesse de Draco, et le profil théorique obtenu à partir d'un modèle de King.

Il n'y a pas de réelles différences entre les deux profils. En tenant compte des incertitudes des données, ils ont la même allure, c'est-à-dire que le profil possède une partie plane au centre, et à partir de 0.13 kpc, il décroît légèrement. Par contre, ce résultat n'est pas en accord avec

le profil obtenu par Wilkinson et al. (2004). Ils ont trouvé une cassure au-delà du rayon de cœur, à  $30'$  soit à  $0.62$  kpc du centre de Draco. Avant cette limite, il ne montre pas la moindre décroissance comme celle du profil théorique. La différence de comportement entre le profil du relevé DEIMOS et celui de Wilkinson et al. (2004) provient essentiellement du nombre de mesures. Ils ont près de 300 mesures de vitesses radiales, contre 420 pour ce relevé. Par contre, la distribution spatiales des observations est complètement différente. Leurs mesures sont plus largement réparties dans la galaxie, tandis que les données DEIMOS se situent autour du centre, ne dépassant pas un rayon de  $15'$  (sans compter les deux champs externes). L'allure du profil de la dispersion de vitesse de Draco est donc mieux contrainte avec le relevé DEIMOS.

### 5.2.3 Métallicité

A partir de ce relevé de vitesses radiales, il est aussi possible d'étudier la métallicité de Draco. La première chose faite est le calcul du  $[\text{Fe}/\text{H}]$  moyen. Pour faire cela, la sélection d'étoiles est de nouveau restreinte, puisque seules les étoiles ayant un rapport signal sur bruit supérieur à 10 sont gardées. Cette nouvelle restriction s'impose car la détermination de la métallicité se fait en mesurant la largeur à mi-hauteur du triplet du CaII ( $8498.02 \text{ \AA}$ ,  $8542.09 \text{ \AA}$  et  $8662.14 \text{ \AA}$ ). Avec un SNR inférieur à 10, les pics ne sont pas suffisamment bien définis pour avoir une mesure précise.

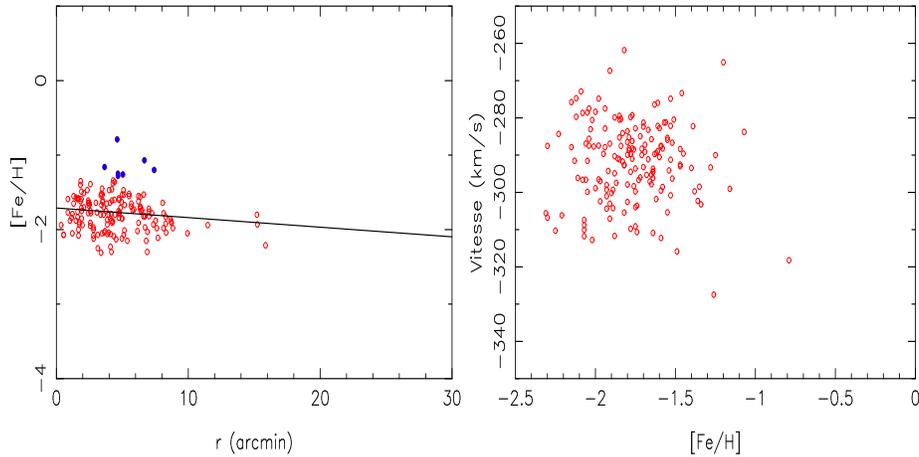
Il y a au total 166 mesures, qui fournissent une valeur pour  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de  $-1.77 \pm 0.25$  dex. Ce résultat est similaire à celui de Bellazzini et al. (2002), qui avait trouvé  $-1.7$  dex, et sensiblement identique à la valeur du tableau 1.1, trouvée par Grebel et al. (2003). Cette valeur de la métallicité moyenne confirme le fait que Draco est formé par une population vieille d'étoiles (en plus de la présence des BHB et RHB), et que sa période de formation d'étoiles a eu lieu très tôt dans son histoire.

Il est aussi intéressant de voir la distribution de la métallicité en fonction de la distance et de la vitesse radiale. La figure 5.6 montre ces deux distributions. Au vue de l'image de gauche, il apparaît qu'il y a un léger gradient de métallicité avec la distance. La pente de la meilleure droite ajustée aux données, vaut  $-0.013 \pm 0.007$  dex/arcmin. C'est une tout de même une valeur très faible ; la partie centrale de Draco peut donc être considérée comme étant homogène en métallicité. C'est aussi le cas de la distribution de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  en fonction de la vitesse radiale de l'étoile. Les valeurs sont uniformément réparties autour de la valeur moyenne de la vitesse radiale. Il semble ne pas y avoir d'effet cinématique avec la valeur de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Ce sont encore des indices en faveur d'une unique population stellaire avec une seule période de formation d'étoiles. Ces distributions se retrouvent aussi pour la famille stellaires des étoiles RHB (figure 5.7). Il n'y a seulement que 30 étoiles retenues dans cette région du CMD. La valeur moyenne pour  $[\text{Fe}/\text{H}]$  est de  $-1.69 \pm 0.31$  dex, qui est du même ordre de grandeur que l'estimation de Bellazzini et al. (2002).

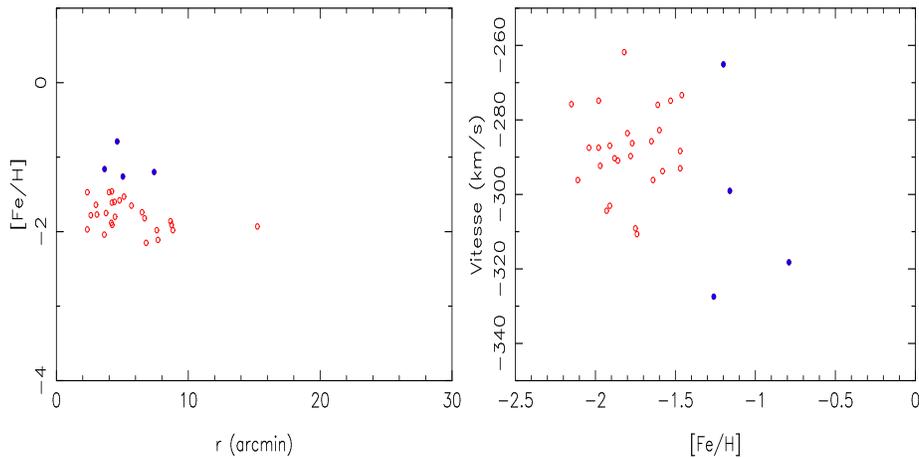
Toutefois, certaines étoiles semblent contredire cette conclusion. Elles sont affichées en bleu sur les figures. Elles appartiennent à la partie rouge de la branche horizontale. Ce sont les plus métalliques du relevé. Elles indiquent qu'une population stellaire plus riche en métaux se trouve au centre de Draco. Ce résultat est à mettre en parallèle avec le tracé des isochrones effectué dans le chapitre §3. Le fait que ces étoiles sont plus métalliques est un signe qu'elles sont plus jeunes puisqu'il faut des explosions d'étoiles, sous forme de supernovae, pour enrichir le milieu interstellaire en métaux. La figure 3.14 a montré que la partie centrale de Draco était légèrement

plus jeune que son halo. C'était surtout visible dans la région des BS, mais aussi dans celle de la RHB. Ces points pourraient donc avoir une réelle signification. Cependant, cela demande à être confirmée par un échantillon plus grand des étoiles de la RHB, car il est difficile d'être sûr avec 4 mesures seulement. Un moyen serait d'avoir un relevé spectroscopique de tout le centre de la galaxie, mais aussi de descendre plus bas en magnitude pour avoir des vitesses radiales des BS. L'intérêt d'observer les spectres de ces étoiles est qu'elles se situent aussi au cœur de Draco.

Par contre, avec ce relevé, il n'est pas possible de faire le même type d'analyse pour les étoiles de la partie bleue de la branche horizontale, car il n'y a que deux étoiles sélectionnées pour le calcul de la métallicité.



**FIG. 5.6** - Distributions de la métallicité de Draco en fonction de la distance (gauche) et de la vitesse radiale (droite).



**FIG. 5.7** - Même légende que la figure précédente, mais pour les étoiles de la branche RHB.



# Chapitre 6

## Modélisation numérique

Lors de ma thèse, j'ai été amené à faire des simulations numériques. Le but de ces simulations n'est pas de construire un système le plus réaliste possible, en prenant en compte le maximum de processus physiques, mais simplement de voir si un phénomène particulier est envisageable. Le sujet abordé est la ré-accrétion d'étoiles par une galaxie naine.

### 6.1 Outils numériques

Pour réaliser les simulations, j'utilise un logiciel du nom de NEMO (Teuben, 1995). C'est un ensemble de routines permettant la construction, le calcul et l'analyse de simulations à N-corps. L'intégrateur utilisé est celui créé par Dehnen (2000) : `gyrfalcON`. Il a une structure en arbre optimisé car le temps de calcul est de l'ordre  $O(N)$ .

#### 6.1.1 Principe du code en arbre

Je vais présenter en quelques mots le principe d'un code en arbre. C'est une méthode pour calculer la force de gravitation qui s'exerce sur une particule, sans avoir à prendre en compte toutes les particules du système. La conséquence est une augmentation de la vitesse de calcul.

Tout d'abord, voyons la construction d'un arbre binaire. Dans une liste de  $N$  particules, on recherche les deux particules qui sont les plus proches. On calcule alors le centre de masse de ce système, appelé nœud, et on remplace les deux particules par ce nœud. Il ne reste plus que  $N - 1$  particules dans la liste. On reproduit cette procédure jusqu'à n'obtenir qu'une seule particule restante, qui possède la masse totale des  $N$  particules de départ. Elle représente le point de départ, la racine de l'arbre. Il aura  $\approx O(N \log_2 N)$  niveaux, et la vitesse de construction est  $\approx O(N \log N)$ .

Barnes & Hut (1986) ont proposé un autre moyen de calcul. Ils subdivisent l'espace en cellules cubiques, qui représentent les nœuds. Le nœud est caractérisé par les paramètres suivants : le centre de masse et la masse de l'ensemble des particules regroupées dans ce volume. La racine est, par conséquent, un cube englobant l'ensemble du système de particules. Ce volume racine va être subdivisé en 8 cubes égaux, qui seront à leur tour divisés chacun en 8, et ainsi de suite, jusqu'à n'avoir plus qu'une ou aucune particule dans une cellule. Le nombre de niveaux de l'arbre sera de  $\approx O(N \log_8 N)$ , avec un temps de construction de  $\approx O(N \log N)$ .

Une fois l'arbre construit, on va calculer la force subie par chaque particule. Pour une particule choisie, on définit un paramètre qui est le rapport entre la taille d'un nœud considéré et la distance entre la particule et le centre de masse de ce nœud. On compare ensuite ce rapport à un critère, généralement appelé  $\theta$ . Si le rapport est plus petit que  $\theta$ , les particules comprises dans le nœud sont supposées suffisamment éloignées de la particule choisie pour être vues comme une seule particule. Par contre, si le rapport est plus grand que  $\theta$ , on descend d'un rang dans l'arbre, et on recommence l'opération. Pour le calcul de la force gravitationnelle subie par chaque particule, il faut toujours débiter par le nœud racine.

Supposons l'exemple de la figure 6.1 et calculons la force subie par la particule 6. On détermine d'abord, le rapport entre la taille du nœud 1 et la distance entre la particule 6 et le centre de masse de ce nœud. Si ce rapport est inférieur à  $\theta$ , alors la force subie par la particule 6 sera simplement la force gravitationnelle entre elle et le centre de masse du nœud 1. Si, au contraire  $\theta$  est supérieur à ce rapport, on descend l'arbre d'un cran. Dans notre cas, il faudra calculer directement la force entre la particule 6 et la particule 1. On fait de nouveau calculer les rapports de distance entre les nœuds 2, 3, 4 et la particule 6. On répète ainsi ces opérations jusqu'au bas de l'arbre, et on obtient ainsi la force gravitationnelle que subit la particule 6. La valeur du critère  $\theta$  a été déterminée par des simulations ; ici, j'ai choisi la valeur donnée par défaut par `gyrfalcON`, qui est 0.6. C'est la valeur typique pour des systèmes relativement sphériques. Si  $\theta$  est nul, on se retrouve dans le cas d'un calcul direct du potentiel gravitationnel, c'est-à-dire on calcule les effets de toutes les particules sur la particule choisie. Le calcul sera certes plus précis, mais nettement plus lent ; il sera en  $O(N^2)$ . À l'inverse si  $\theta$  est trop grand, le temps de calcul sera très rapide, mais il y aura un trop grand nombre d'approximations faites dans le calcul de la force. Les erreurs sur la dynamique du système seront très grandes.

### 6.1.2 Modèle de la galaxie centrale

La galaxie centrale, dans les simulations, représente la Voie Lactée. Elle est modélisée par un potentiel statique. C'est une approximation car sur 8 Gyr elle a évolué, notamment en accréant d'autres galaxies naines, comme la galaxie du Sagittaire (Ibata et al., 1994, 2001; Majewski et al., 2003) et la galaxie du Grand Chien (Martin et al., 2004). Le modèle de la Voie Lactée est le même que celui utilisé par Ibata et al. (2001). Il est basé sur celui proposé par Dehnen & Binney (1998). Il comprend cinq composantes : un disque mince et épais, un milieu interstellaire, un bulbe et un halo. Les quatre premières composantes possèdent les paramètres trouvés par Dehnen & Binney (1998) dans leur article. La forme du halo a été contrainte par Ibata et al. (2001) à l'aide de simulations numériques et d'observations. Ils ont simulé la trajectoire du Sagittaire et son accréation par la Voie Lactée, en s'aidant des étoiles carbonées présentes dans le halo. En comparant la distribution de ces étoiles et la traînée de marée laissée par la galaxie du Sagittaire, ils ont ainsi pu rejeter un modèle de halo de forme oblate pour la Voie Lactée ; ils l'ont plutôt trouvé sphérique.

### 6.1.3 Paramètres de `gyrfalcON`

Dans `gyrfalcON`, il y a deux paramètres importants, en plus de  $\theta$ , qui sont le noyau et le paramètre d'adoucissement du potentiel (`eps` ou  $\epsilon$ ). Dans son article, Dehnen (2001) écrit le

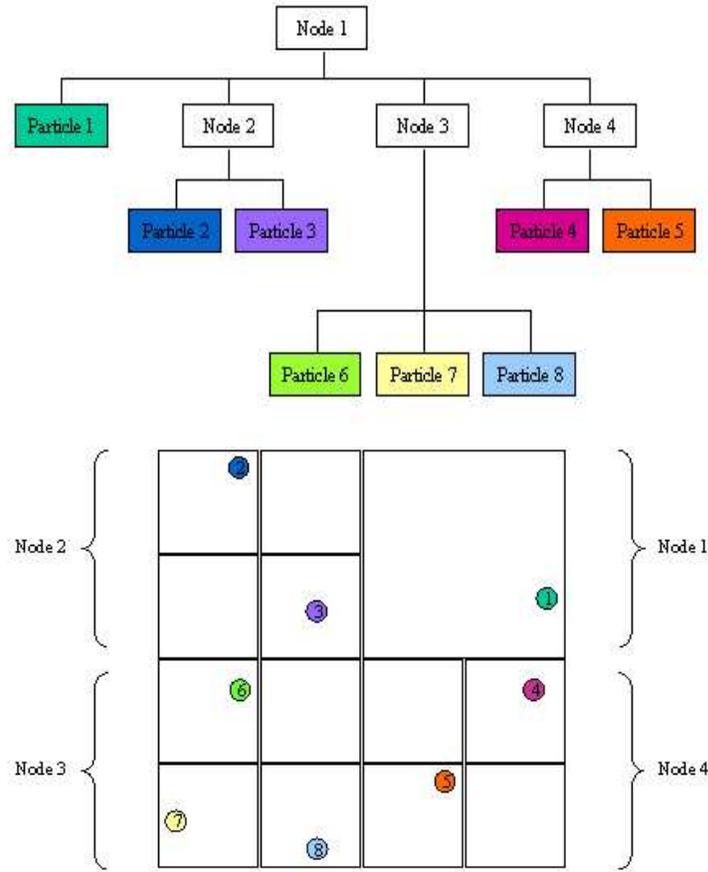


FIG. 6.1 - Illustration du code en arbre

potentiel gravitationnel sous la forme :

$$\Phi(\mathbf{x}) = -G \sum_{i=1}^N \frac{m_i}{\varepsilon} \phi\left(\frac{|\mathbf{x} - \mathbf{x}_i|}{\varepsilon}\right) \quad (6.1)$$

Cette formule permet de mieux séparer les paramètres ;  $\phi(r)$  représentant le noyau d'adoucissement et  $\varepsilon$  ou la longueur d'adoucissement.

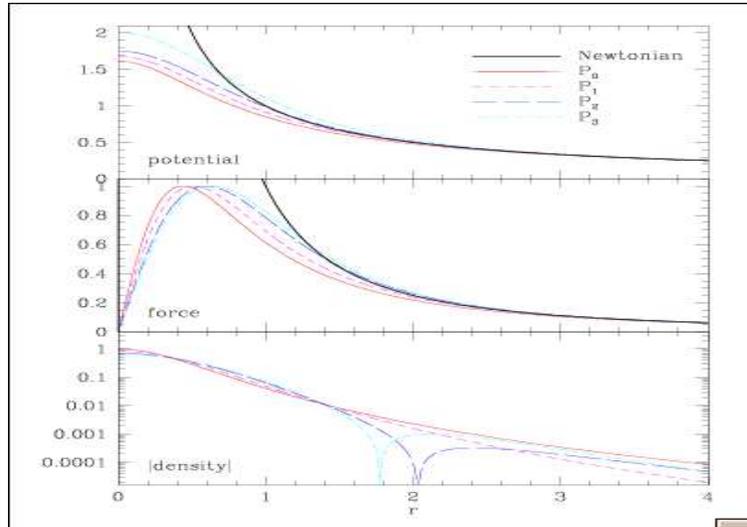
Le noyau d'adoucissement donne la forme de la gravité. En effet, comme on utilise un potentiel adouci, la gravité de la simulation ne sera plus une gravité newtonienne, mais une approximation donnée par le noyau. D'après Dehnen (2001), il y a plusieurs points à prendre en considération dans le choix de ce dernier :

- le noyau doit avoir un cœur harmonique ( $\phi \propto r$ ), c'est-à-dire que la force doit être constante partout afin de réduire le bruit artificiel présent aux petites échelles ;
- le biais de la force doit être le plus faible possible afin d'être le plus proche possible d'une gravité newtonienne, ce qui veut dire que le noyau doit être compact, ou mieux être de la forme  $\phi = r^{-1}$  ;
- la dérivée première, et si possible la dérivée seconde, de la force doit être continue, afin de faciliter l'intégration des équations du mouvement ;
- le noyau et sa dérivée doivent être facilement calculables.

Dans la notice de gyrfalcoN, Dehnen conseille d'utiliser un noyau de la forme

$$P_2 : 7(1+x^2)^{-9/2} - 2(1+x^2)^{-7/2} \text{ avec } x = r/\varepsilon \quad (6.2)$$

C'est un des noyaux prédéfinis dans gyrfalcoN et qui converge le plus rapidement vers le potentiel et la force newtonienne (figure 6.2).



**FIG. 6.2** - Comparaison entre un potentiel newtonien et ceux des différents noyaux de gyrfalcoN (panneau du haut). Cette image est tirée du guide de falcON.

Le rôle de  $\varepsilon$  est d'éviter la divergence lors du calcul de la force gravitationnelle. Plus la distance entre deux particules va être faible, plus la valeur de la force va être grande, voire devenir trop importante pour le calcul numérique. Il évite aussi la formation de binaires et de chocs entre les particules. En effet, dans les simulations, les particules ne représentent pas des étoiles, mais une unité de la fonction de distribution choisie pour représenter la galaxie. Les chocs et les binaires ne représentent donc pas des phénomènes physiques. Si  $\varepsilon$  est trop petit, dans des régions de forte densité, des systèmes de binaires peuvent se former. Les binaires posent des problèmes dans les simulations à N-corps. Si une particule passe tout près d'un système binaire, ceci aura pour effet de former un système à trois corps, qui est instable. Une particule va être ainsi éjectée à très grande vitesse et sortir du système ; l'effet sur les deux particules restantes est la formation d'une nouvelle binaire, encore plus resserrée que la précédente. Au final, le système sera détruit par toutes ces éjections de particules. De plus, du point de vue informatique, l'intégrateur va passer beaucoup de temps à calculer la trajectoire des deux particules formant le système binaire, et donc va ralentir l'ensemble de la simulation. Par contre, si  $\varepsilon$  est trop grand, cela aura aussi pour effet de détruire très rapidement le système, puisque les particules vont se repousser à grande échelle.

Pour choisir la valeur de  $\varepsilon$  pour les simulations, je réalise une petite série de tests. Cette thèse n'étant pas une thèse de simulations à N-corps, je ne fais pas une étude détaillée pour le choix de ce paramètre. Je le choisis de telle manière qu'un système de particules soit le moins possible détruit par des effets numériques provoqués par  $\varepsilon$ . Il faut qu'un modèle de galaxie naine comme Draco ne soit pas détruit après un temps d'évolution d'au moins 8 Gyr, et que son profil

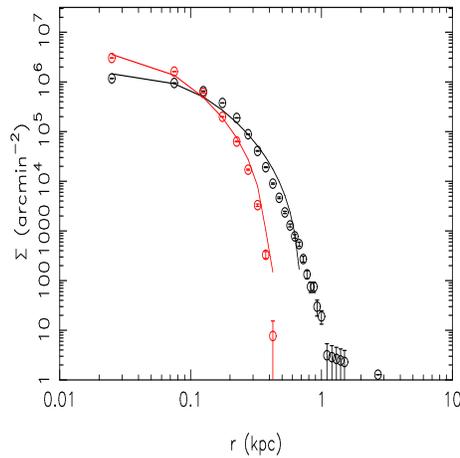
**TAB. 6.1** - Tableau récapitulatif des simulations réalisées pour illustrer les effets numériques dus au choix du coefficient d'adoucissement du potentiel.

simulation	eps	nb particules hors $r_t$	pourcentage (%)
S1	0.5	69115	69
S2	0.001	2890	3
S3	0.04	154	0.05

ressemble à celui observé, c'est-à-dire un profil de King avec des paramètres sensiblement les mêmes. Draco est modélisée par un système de  $10^5$  particules, de masse totale de  $2 \cdot 10^7 M_\odot$ . Au départ, la distribution du système suit un profil de King, et il évolue sur une trajectoire circulaire de rayon 71 kpc dans le plan de la galaxie centrale. La Voie Lactée (la galaxie centrale dans les simulations) est modélisée par un potentiel statique et le tout évolue durant 8 Gyr. A la fin de la simulation, je regarde si la galaxie a toujours une structure sphérique et si son profil est toujours semblable à un profil de King.

J'ai testé trois valeurs différentes de  $\varepsilon$ , un de 0.5 kpc, un autre de 0.001 kpc et le dernière de 0.04 kpc. Le tableau 6.1 regroupe les résultats obtenus. Il indique le nombre de particules en dehors de la sphère de marée de la galaxie après 8 Gyr. Ce tableau montre que la simulation avec un  $\varepsilon = 0.5$  a pour résultat une galaxie complètement détruite. Sur les  $10^5$  particules, il y en a 69115 qui se trouvent au-delà du rayon de marée. De plus, la simulation montre qu'au bout de 0.25 Gyr, il y a déjà plus de 50000 particules qui ne sont plus liées à la galaxie. Cette valeur d' $\varepsilon$  rend donc le système instable. En ce qui concerne la simulation avec  $\varepsilon = 0.001$ , il y a eu seulement 2890 particules en dehors du rayon de marée. Si on la compare avec la dernière simulation, on remarque que le nombre d'objets hors du rayon de marée est nettement supérieur. Avec un  $\varepsilon = 0.04$ , 154 particules sont en dehors du rayon de marée. Pour confirmer ce choix de 0.04 pour  $\varepsilon$ , la même simulation est refaite, mais cette fois-ci avec  $5 \cdot 10^5$  particules. Le pourcentage finale d'étoiles hors du rayon de marée est de 0.11% ; pour la simulation avec  $10^5$  particules, il est de 0.05%. Les proportions d'étoiles perdues diffèrent légèrement mais restent faibles par rapport aux autres résultats. Le modèle de galaxie choisi, ici un modèle de King, reste stable durant la durée des simulations ; il n'est pas perturbé par des effets numériques dus à un mauvais choix du paramètre d'adoucissement.

Le choix d'un  $\varepsilon$  égal à 0.04 se fait aussi en fonction des observations. Les données INT ont fourni un rayon de marée de King de  $42'$ , soit  $\approx 0.93$  kpc. Pour ressembler à la réalité,  $r_t$  doit avoir une valeur proche de celle observée, à la fin de la simulation. Le rayon de marée de King au départ vaut  $r_t = 0.4$  kpc. La simulation S3 donne à la fin un rayon proche de la valeur souhaitée. La figure 6.3 montre les profils de la galaxie simulée pour  $t = 0$  Gyr (rouge) et  $t = 8$  Gyr (noir), ainsi que l'ajustement d'un modèle de King. L'ajustement du premier profil donne bien la valeur du rayon de marée de départ. Pour l'autre profil, il vaut 0.72 kpc. Cette valeur n'est pas très éloignée de celle souhaitée. Il semble donc qu'un  $\varepsilon = 0.04$  soit un choix raisonnable pour les simulations numériques à venir.



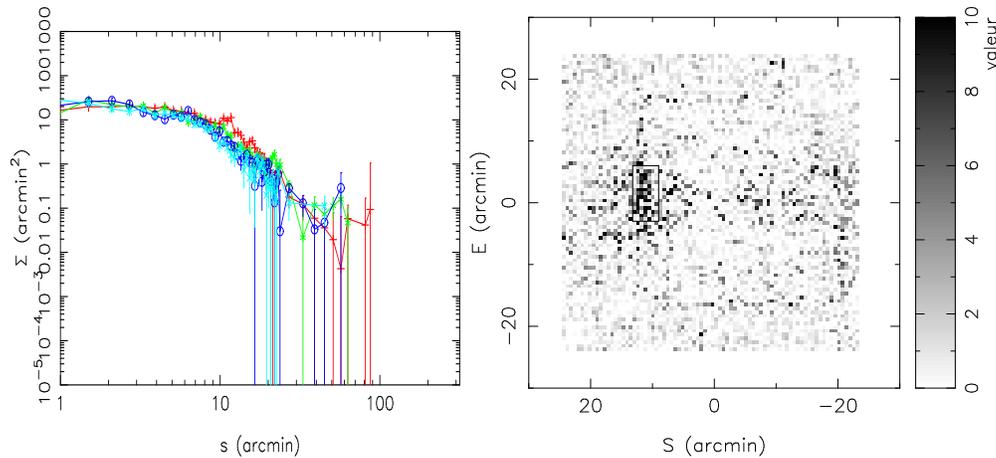
**FIG. 6.3** - Comparaison des profils de surface de brillance de la galaxie naine aux temps  $t = 0$  Gyr (rouge) et  $t = 8$  Gyr (noir) pour une orbite circulaire dans le plan de la galaxie centrale et pour  $\varepsilon = 0.04$ . Les tracés en rouge et noir sont les résultats respectifs de l'ajustement des profils de King aux données.

## 6.2 Phénomène de ré-accrétion

### 6.2.1 Introduction

Ce travail de simulations numériques du phénomène de ré-accrétion est basé sur une erreur observationnelle de ma part. Lors de l'analyse des données INT, j'ai cru avoir découvert une surdensité d'étoiles proche du centre de la galaxie naine. Cette surdensité était visible sur le profil de brillance de surface entre  $10'$  et  $13'$ . En coupant la carte de Draco en quatre et en traçant les profils de chaque partie, la surdensité d'étoiles ressortait, sous la forme d'un bump, sur un seul profil, le long du demi-grand axe dirigé, vers l'Est (image de gauche de la figure 6.4). Le signal sur bruit de ce bump, par rapport aux autres profils, était de 11. En supprimant le meilleur profil de Plummer trouvé après ajustement des données, la carte résultante laissait apparaître clairement une surdensité d'étoiles (image de droite de la figure 6.4). Elle se trouvait du côté Est, à environ  $15'$ , et non visible dans la région symétrique par rapport au centre de la galaxie. En regardant de plus près les diagrammes CMD de ces deux régions, il s'avérait que les deux populations étaient identiques ; il n'y avait pas de différence en couleur entre les deux RGB. Les RHB ont permis d'obtenir une estimation de la distance de cette surdensité d'étoiles le long de la ligne de visée. Les étoiles de la RHB du bump et du centre de Draco étaient chacune ajustées par une droite, et la différence entre les ordonnées de ces deux droites a permis de connaître la distance recherchée. Au final cette surdensité se trouvait à  $207$  pc du centre et à  $0.229 \pm 0.624$  pc le long de la ligne de visée. Enfin, avec une douzaine de vitesses radiales dans la zone du bump, une mesure de sa vitesse radiale ainsi que de sa dispersion de vitesse a pu être possible. Les valeurs étaient respectivement de  $-287.1 \pm 3.1 \text{ km s}^{-1}$  et  $11.8 \pm 3.3 \text{ km s}^{-1}$ . Par rapport aux valeurs de la galaxie ( $-291.1 \pm 0.8 \text{ km s}^{-1}$  et  $10.5 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$ ), il y avait une légère différence au niveau des vitesses radiales, de l'ordre de  $4 \text{ km s}^{-1}$ , alors que les dispersions de vitesses étaient du même ordre de grandeur. C'était une découverte intéressante car elle remettait en cause la présence d'un imposant halo de matière noire autour de Draco. Le problème est que

cette sous-structure était artificielle. Elle fut la conséquence d'une mauvaise sélection des étoiles de Draco. A cet endroit, deux champs se chevauchent, pour permettre d'avoir une calibration en magnitude homogène entre eux. Il faut donc supprimer les étoiles en double dans le catalogue qui se situent dans cette zone. L'un de mes programmes qui devait faire cette suppression était mal écrit, et n'a pas enlevé toutes les étoiles en double. Ceci explique donc pourquoi il y avait deux fois plus d'étoiles d'un côté que de l'autre. Toutefois, cette erreur s'est avérée intéressante, puisque j'ai du réfléchir à plusieurs scénarii possibles pour tenter d'expliquer la présence d'une telle sous-structure.



**FIG. 6.4** - Gauche : profil de brillance de surface de chaque cadran de la carte de Draco. Un bump autour de  $12'$  n'est présent que sur un seul profil. Droite : carte montrant le résultat de la différence entre les données et le modèle de Plummer. Le petit rectangle indique l'emplacement spatial du bump.

Le premier scénario est une accrétion d'un objet extérieur à la galaxie où la surdensité d'étoiles forme le reste de l'objet. Récemment Coleman et al. (2004) ont trouvé deux surdensités d'étoiles en forme de coquille dans le halo de Fornax. Pour expliquer ce phénomène, ils ont proposé que ses deux sous-structures soient des restes d'une accrétion, ayant récemment eu lieu ( $< 2$  Gyr). Or, dans le cas de Draco, la sous-structure et la galaxie ont la même RGB ; il n'y a pas de différence en couleur. Pour que deux structures indépendantes aient la même couleur pour la branche des géantes rouges, il faudrait qu'elles aient subi la même évolution stellaire, ce qui est fort peu probable.

Une autre solution est que la sous-structure se forme en même temps que la galaxie elle-même, qu'elle ressemble à un petit amas globulaire. Le fait que le CMD de la zone du bump possède une branche horizontale indique que la population stellaire de cette surdensité est très vieille. En choisissant une dispersion de vitesse typique de  $10 \text{ km s}^{-1}$  et un halo de taille 1 kpc, le temps dynamique d'un tel système est relativement court, de l'ordre de 0.1 Gyr. Il semble relativement difficile qu'une telle sous-structure allongée reste gravitationnellement liée après une période aussi longue. Elle aurait dû être détruite par la galaxie naine et être maintenant mélangée au reste de la galaxie.

Enfin, un autre scénario possible est le phénomène de ré-accrétion. Il a été proposé par Wilkinson et al. (2004) pour expliquer les cassures trouvées dans les profils de lumière et de

dispersion de vitesse pour Draco et Ursa Minor. Leur idée est que, lors d'un passage à son péricentre, la galaxie naine subit un choc avec le disque de la Voie Lactée. La conséquence de ce choc est que certaines étoiles de Draco sont arrachées. Cependant, avec une trajectoire suffisamment elliptique, l'influence de notre Galaxie sur la galaxie satellite est de courte durée. En continuant son chemin le long de sa trajectoire, Draco sent de moins en moins la présence de la Voie Lactée ; ceci va avoir pour conséquence d'augmenter son rayon de marée. Ainsi des étoiles, précédemment arrachées, peuvent de nouveau rentrer dans la sphère de marée de la galaxie naine, et donc être de nouveau liées à elle. La conséquence de ce modèle est que les étoiles accrétées sont plus froides que celles de la galaxie naine, donc possèdent une dispersion de vitesse plus faible. Elles doivent aussi se situer dans les parties externes du halo de Draco. Un cas ressemblant à ce scénario est celui de l'amas globulaire Pal 5. Deux amas stellaires ont été découverts de part et d'autre du noyau, le long de la trajectoire. Certes, ils ne se trouvent pas dans le halo, comme dans le cas de Draco, mais semblent être liés à l'amas central. De plus, Dehnen et al. (2004) ont montré qu'il était possible de reproduire numériquement ce genre de phénomène observationnel, avec la présence d'un choc avec le disque de la Voie lactée.

Le bump serait donc le résultat d'un tel phénomène physique. Une conséquence de ce scénario est que la sous-structure subit une accélération due à sa chute vers le centre de Draco. Une preuve observationnelle de cette accélération pourrait être la légère différence de vitesse radiale. En utilisant un modèle simple, cette différence de vitesse peut servir à contraindre la masse du halo de matière noire autour de la galaxie naine (voir l'annexe pour les détails du calcul). Au final, suivant la bande spectrale choisie pour la luminosité totale de Draco et le modèle pour son potentiel, il est possible de donner une valeur limite à son rapport masse sur luminosité. Il est de  $(M/L)_V = 154$  dans la bande V et de  $(M/L)_i = 89$  dans la bande i. Ces valeurs supérieures, qui ont un indice de confiance de 90%, sont inférieures aux résultats de la littérature, notamment à ceux d'Odenkirchen et al. (2001) et Kleyna et al. (2002). Ceci amène à la conclusion que le halo de matière noire autour de Draco est moins massif que prévu. Le rôle des simulations numériques est de vérifier si un tel scénario de ré-accrétion est possible et s'il peut être à l'origine d'une telle sous-structure.

Malgré le fait que cette sous-structure n'existe pas, ce travail de simulation n'est pas inutile. Avec les nouveaux télescopes et les caméras de plus en plus performants, on arrive à voir des détails de plus en plus petits dans les galaxies naines, comme pour Fornax (Coleman et al., 2004). Cette étude montre que la présence de telles sous-structures peut permettre d'avoir des indications supplémentaires sur l'importance du halo de matière noire de la galaxie naine. En effet, elles peuvent nous donner une estimation du rapport M/L de la galaxie. L'avantage de cette méthode est qu'elle ne fait aucune hypothèse sur l'état d'équilibre de la galaxie naine. Il n'y a qu'une seule hypothèse : la forme du potentiel de la galaxie.

Dans la suite de ce chapitre, je me place dans la situation où la sous-structure existe dans le relevé INT. La conséquence de cette hypothèse est que les différents paramètres des modèles numériques sont choisis en conséquence.

## 6.2.2 Modèle purement stellaire

### Choix du modèle

Pour voir si le phénomène de ré-accrétion est possible, j'étudie d'abord un cas simple. La galaxie naine est modélisée avec  $10^5$  particules, distribuées suivant un profil de King, de masse

**TAB. 6.2** - Tableau récapitulatif des simulations pour différentes orbites polaires. La deuxième colonne donne les coordonnées du point de départ. La troisième colonne indique la vitesse de départ de la galaxie naine.

simulation	$X_0$ (kpc)	$V_0$ (km s <sup>-1</sup> )	péricentre (kpc)	apocentre (kpc)	période (Gyr)
S4	(0,0,71)	(0,100,-173)	17.7	117.1	1.7
S5	(0,0,71)	(0,106,-106)	21.1	86.3	1.3
S6	(0,0,71)	(0,140,-227)	24.8	201.2	3.2
S7	(0,0,71)	(0,100,-240)	15.9	192.4	3.0

$10^7 M_\odot$ , de concentration  $W_0 = 3.0$  et de rayon de marée  $r_t = 0.4$  kpc. Pour commencer, les particules représentent seulement la matière lumineuse ; la matière noire n'est pas prise en compte. Le système évolue pendant 8 Gyr sur une orbite simple, une orbite polaire. Comme le but de la simulation est de mettre en évidence le phénomène de ré-accrétion, il n'est donc pas nécessaire de construire une orbite ressemblant à celle de Draco. Toutefois, il y a une contrainte sur ces orbites, elles doivent avoir un péricentre proche du centre de la galaxie hôte pour simuler le choc entre la galaxie satellite et le disque Galactique. Le tableau 6.2 résume les caractéristiques des différentes orbites simulées.

Le critère du choix de l'orbite se fait en fonction du nombre d'objets ré-accrétés. Il s'avère que plus l'orbite passe proche du centre de la galaxie hôte avec une ellipticité importante, plus le nombre d'objets ré-accrétés est conséquent. Toutefois, il y a une limite pour la valeur du péricentre de la trajectoire. Il ne sera pas en-deçà de 15 kpc. C'est une limite suffisante pour arracher des étoiles à la petite galaxie. Si la galaxie naine se rapproche plus, le choc est plus important, et peut provoquer la destruction de la galaxie naine, ce qui n'est pas le but recherché. De plus, Mashchenko et al. (2005), en s'aidant du profil de brillance de Odenkirchen et al. (2001) et celui de la dispersion de vitesse obtenu par Wilkinson et al. (2004), ont tenté de contraindre l'orbite de Draco par des simulations numériques. Malgré le manque de précision pour la valeur des mouvements propres, et la non connaissance de la forme du halo de matière noire, ils ont montré qu'une orbite radiale pour Draco n'est possible que si son péricentre est supérieur à 15 kpc. Cette limite leur a permis d'obtenir une galaxie simulée non affectée par les forces de marée de la Voie Lactée, même après 10 Gyr d'évolution. Cet article conforte donc la limite choisie pour le choc avec le disque Galactique. Le tableau 6.3 va aider à choisir la trajectoire souhaitée. Il indique le moment pour chaque simulation où le taux d'étoiles ré-accrétées est le plus fort durant la durée de la simulation.

Au vue des pourcentages de ré-accrétion, les caractéristiques de la simulation S7 sont gardées, car le taux de ré-accrétion est le plus important. La partie gauche de la figure 6.5 montre le moment de la simulation où le phénomène de ré-accrétion a lieu. Les figures du bas représentent les projections de la galaxie au temps  $t = 6$  Gyr, alors que celles du haut sont pour  $t = 6.25$  Gyr. Les points noirs modélisent les particules de la galaxie naine se trouvant à l'intérieur du rayon de marée (dessiné en vert). Sur les graphiques de la figure 6.5, les points noirs sont présents, mais sont en dessous des croix rouges. Les points bleus représentent les particules qui se trouvent en dehors de cette limite. Les croix rouges désignent les particules qui, à  $t = 6$  Gyr, ne sont pas

**TAB. 6.3** - Tableau donnant le pourcentage de particules ré-accrétées lors de la phase la plus importante de la ré-accrétion.

simulation	étoiles ré-accrétées (%)	moment (Gyr)
S4	1.6	7
S5	0.7	6.75
S6	0.9	6.5
S7	2.0	6

liées à la galaxie naine, et qui à  $t = 6.25$  Gyr se font accrêter. Ces deux instants correspondent au moment où la galaxie naine passe à son péricentre ( $t = 6$  Gyr) et à  $\approx 70$  kpc en s'éloignant de la galaxie centrale ( $t = 6.25$  Gyr). Ces images montrent aussi que les étoiles arrachées et la ré-accrétion semblent se faire suivant un axe privilégié, le long de la trajectoire. C'est un résultat analogue aux observations faites par Odenkirchen et al. (2003) sur Pal 5. Cet article parle de la découverte de long bras de marée de part et d'autres du noyau de cet amas globulaire, le long de la trajectoire.

Pour savoir si une particule est liée à la galaxie naine ou non, il faut connaître le rayon de marée de cette galaxie. Pour le calculer, j'utilise la formule donnée par Binney & Tremaine (1987), qui est :

$$r_t = r_s \cdot \left( \frac{M_s}{3 \cdot M_g} \right)^{1/3} \quad (6.3)$$

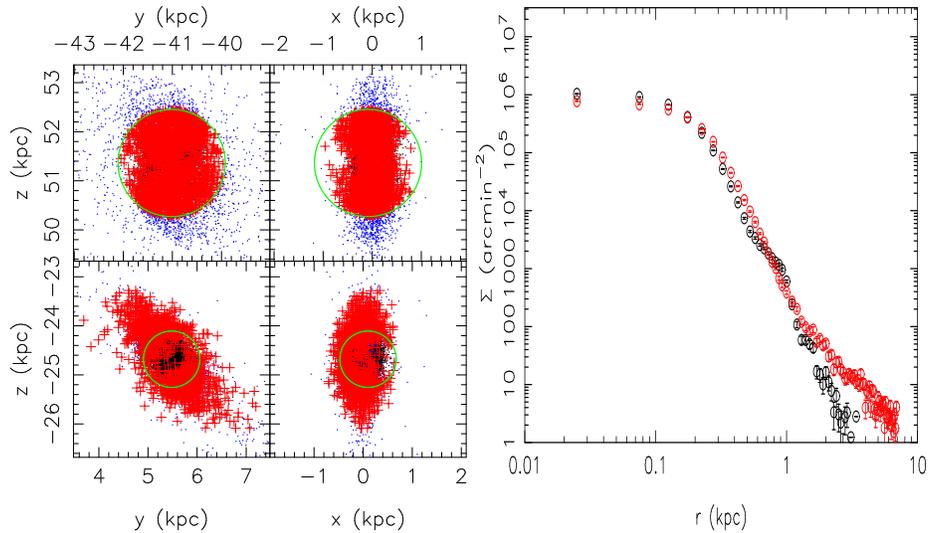
avec  $r_t$  le rayon de marée (à ne pas confondre avec le rayon de marée du modèle de King),  $M_s$  la masse de la galaxie satellite,  $M_g$  la masse de la galaxie centrale, et  $r_s$  la distance entre la galaxie satellite et la galaxie centrale.

Pour vérifier que la résolution de la simulation est suffisante, la même simulation est refaite, mais en augmentant le nombre de particules. Il est doublé, c'est-à-dire que la galaxie est simulée avec  $2 \cdot 10^5$  particules. Si la résolution est suffisante, la proportion d'étoiles ré-accrétées doit être identique à celle de S7. Dans le cas contraire, il faut de nouveau augmenter le nombre de particules de la simulation jusqu'à atteindre l'égalité des taux. Pour cette nouvelle simulation, le nombre de particules ré-accrétées est de 3864 particules, soit une proportion de 1.9%. Les proportions sont quasi identiques. Il n'est donc pas nécessaire d'augmenter la résolution de la simulation.

### Etude de la ré-accrétion

Un point intéressant à étudier est l'impact de la ré-accrétion sur le profil de lumière de la galaxie naine. Pour faire cela, il faut connaître la position angulaire du demi-grand axe ( $\theta$ ) ainsi que son ellipticité ( $e$ ). Avec ces deux paramètres connus, il est plus facile de construire le profil en utilisant la même méthode que pour les données. L'analyse par composantes principales (ACP) est utilisée pour avoir une estimation de  $\theta$  et de  $e$ .

Tout d'abord, je vais expliquer brièvement le principe de l'ACP. Une étude d'une population statistique de taille  $n$  possède généralement un nombre élevé de paramètres  $p$ , caractérisant chaque individu de la population. Chaque point peut être représenté dans un espace à  $p$  dimen-



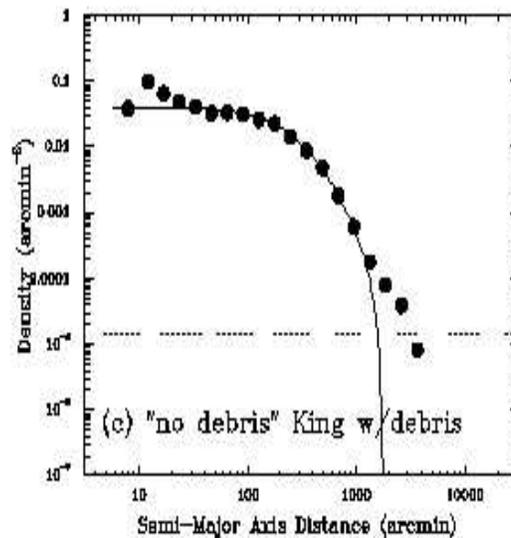
**FIG. 6.5** - Visualisation du phénomène de ré-accrétion. Les images du bas de la partie de gauche représentent la distribution spatiale de la galaxie naine pour  $t = 6$  Gyr, alors que celles du haut sont pour  $t = 6.25$  Gyr. Les particules accrétées sont affichées en rouge, en bleu ce sont les particules hors de la sphère de marée et celles en noir forment la galaxie naine. Le graphique de droite est une comparaison des profils de brillances aux temps  $t = 6$  Gyr (rouge) et  $t = 6.25$  Gyr (noir).

sions ; l'ensemble de la population va donc former un nuage de  $n$  points dans  $\mathcal{R}^p$ . C'est très souvent illisible, et difficile à étudier. Le principe de cette méthode est de réduire le nombre de dimensions des paramètres. Le nuage de points va être représenté de façon approchée dans ce sous-espace de dimension  $k$ , par projection sur des axes bien choisis. Ces  $k$  axes, appelés axes principaux, sont de nouvelles variables artificielles qui vont permettre de garder le plus d'informations sur le nuage de points. Le principe du calcul est le suivant. Il faut, en premier, construire la matrice variance-covariance de la population. Cette matrice est symétrique, et peut donc être diagonalisée. Le résultat de la diagonalisation est un ensemble de  $p$  vecteurs propres et de valeurs propres. Les vecteurs propres, ayant les plus grandes valeurs propres, vont représenter les axes principaux, car c'est le long de ces axes qu'il y aura le plus d'informations conservées.

Ici, les individus sont les particules de la galaxie, caractérisées par leurs coordonnées projetées sur le plan perpendiculaire à la ligne de visée. La matrice variance-covariance est une matrice  $2 \times 2$  ; il y a donc deux vecteurs propres. Celui avec la plus grande valeur propre fournit la direction de l'axe le long duquel le plus grand nombre de particules sont regroupées. C'est le demi-grand axe de la galaxie projetée. Sa direction donne sa position angulaire. Le deuxième vecteur propre, qui est orthogonal au précédent, représente la direction du demi-petit axe. En calculant la dispersion des particules le long de chaque axe, il est possible d'estimer l'ellipticité. Ces dispersions peuvent modéliser les longueurs du demi-grand axe ( $a$ ) et du demi-petit axe ( $b$ ). Il suffit ensuite d'utiliser la relation  $e = \sqrt{1 - (b/a)^2}$  pour avoir le paramètre recherché.

Ensuite, les profils de brillance de surface sont tracés pour chaque époque. La partie droite de la figure 6.5 les représente. Pour pouvoir les comparer aux observations, les particules sont projetées sur le plan perpendiculaire à la ligne de visée, et l'origine de la ligne de visée se situe

à 8 kpc du centre de la galaxie centrale, le long de l'axe des X. Il représente l'emplacement du Soleil dans la Voie Lactée. Le profil pour  $t = 6$  Gyr est indiqué en rouge et celui pour  $t = 6.25$  Gyr en noir. L'allure des deux profils est similaire mis à part le changement de pente entre 0.5 kpc et 1 kpc pour le tracé rouge. Il correspond aux particules ré-accrétées. Le phénomène de ré-accrétion est donc visible lors du tracé du profil. Toutefois, l'allure de ce changement de pente ressemble à une signature d'effets de marée, comme dans le cas de la galaxie du Sagittaire (figure 6.6 tirée de l'article de Majewski et al. 2003). Cependant, il ne faut pas confondre les deux cas. Pour la galaxie du Sagittaire, les étoiles, formant la traînée de marée, ont été arrachées par la Voie Lactée et ne sont plus sous l'influence du potentiel de la galaxie naine ; elles se sont distribuées le long de la trajectoire de la galaxie. Dans les simulations, des particules se font aussi arrachées par la galaxie centrale, selon un axe privilégié, le demi-grand axe de la galaxie naine. La ré-accrétion d'une partie de ces particules se fait le long de cet axe, ce qui a pu être observé sur la figure 6.5. C'est ce phénomène-là qui produit la même allure du profil qu'une traînée de marée. La seule différence est que ces étoiles se trouvent dans le potentiel de la galaxie satellite, contrairement aux cas du Sagittaire où les étoiles au-delà de la cassure sont hors du rayon de marée. Cet exemple montre qu'il est important de connaître la valeur du rayon de marée de la galaxie naine si l'on veut pouvoir distinguer ces deux phénomènes.



**FIG. 6.6** - Profil de brillance de surface de la galaxie naine du Sagittaire tirée de l'article de Majewski et al. (2003).

Les vitesses radiales moyennes ( $V_{rad}$ ) et les dispersions de vitesse intrinsèques ( $\sigma_V$ ) de la galaxie naine et des particules ré-accrétées sont aussi mesurées. Le but est de voir s'il y a une différence cinématique entre les deux, susceptible d'être observable, comme le suppose Wilkinson et al. (2004). Le vecteur vitesse de chaque particule est projeté le long de la ligne de visée, pour obtenir la mesure de la vitesse radiale. Pour les besoins des calculs, une incertitude sur chaque  $V_{rad}$  est rajoutée. Elle représente l'erreur faite sur la détermination de la vitesse radiale due à l'instrument. A partir des observations des étoiles de Draco faites avec DEIMOS,

**TAB. 6.4** - Tableau récapitulatif des mesures de vitesses radiales et des dispersions de vitesse de la galaxie naine et des particules ré-accrétées pour deux époques.

temps (Gyr)	type	$V_{rad}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$\sigma_V$ ( $\text{km s}^{-1}$ )
6	galaxie naine	-265	5.0
	structure ré-accrétée	-265	2.0
6.25	galaxie naine	247	5.0
	structure ré-accrétée	247	5.0

une liste d'incertitudes est créée. Puis, pour chaque  $V_{rad}$  d'une particule de la simulation, une erreur de mesure est tirée de façon aléatoire dans cette liste. En supposant que la distribution des vitesses radiales suit une loi gaussienne, l'estimation de la vitesse radiale moyenne et de la dispersion intrinsèque sont déduites par maximum de vraisemblance. Ce calcul est fait à la fois pour la galaxie naine, mais aussi pour les étoiles ré-accrétées, aux temps  $t = 6\text{Gyr}$  et  $t = 6.25\text{Gyr}$ . Le tableau 6.4 résume ces résultats.

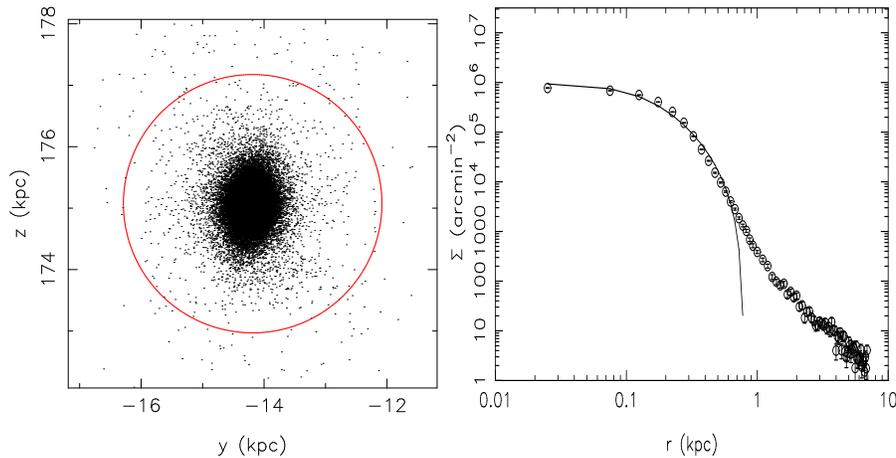
Ces résultats montrent que la différence entre la galaxie naine et les particules ré-accrétées ne se fait pas au niveau de la vitesse radiale. Une possible explication est que les particules ré-accrétées n'ont pas eu le temps d'oublier leurs conditions initiales. La plupart d'entre elles se sont faites accrétées moins de 0.25 Gyr après avoir été arrachées par l'influence de la galaxie centrale. Par contre, il apparaît une légère différence de  $3\text{ km s}^{-1}$  dans la dispersion de vitesse due au phénomène de ré-accrétion. Cependant, cette différence a lieu lorsque les particules sont au-delà du rayon de marée. Il est donc difficile de savoir quelles sont les particules qui vont de nouveau tomber dans le potentiel de la galaxie naine. De plus, la différence de dispersion de vitesse est faible. Pour qu'elle soit significative, il faut que les vitesses radiales soient mesurées avec une précision de l'ordre du  $\text{km s}^{-1}$ , ce que peu d'instruments arrivent à faire à ce jour.

### Etude à $t = 8\text{Gyr}$

Malgré le fait que la simulation ne modélise pas exactement le comportement de Draco, il est intéressant d'étudier son profil de brillance de surface obtenu à  $t = 8\text{Gyr}$ , et de lui ajuster un modèle de King. Il est représenté sur le coté droit de la figure 6.7. Les valeurs des paramètres obtenus sont  $r_c = 0.16\text{kpc}$ ,  $r_t = 0.79\text{kpc}$ . S'il est comparé avec celui obtenu avec les données INT par exemple (malgré les différences déjà citées), les résultats sont similaires pour les rayons caractéristiques du modèle de King. L'allure du profil semble aussi être relativement similaire. La seule différence se situe au niveau de la cassure dans le profil. Dans la simulation, elle correspond aux étoiles qui forment, de part et d'autre du cœur, une traînée de marée. Cependant, le nombre de particules arrachées est de 1744 sur  $10^5$ . Avec un fond d'étoiles, ces particules seront noyées dedans, donc difficiles à détecter. En effet, le profil de lumière s'écarte significativement du modèle à partir de 1 kpc. Cela correspond à une densité  $10^{-3}$  plus faible que celle du cœur de la galaxie. Par comparaison, la différence de densité entre le cœur et la cassure dans les données INT est de l'ordre de  $10^{-2}$ . Au-delà de la cassure, le profil est dominé par le fond.

Le dernier aspect des simulations étudié est la dispersion de vitesse des particules en fonction de la distance au centre de la galaxie naine. Le but ici est de voir si la ré-accrétion peut

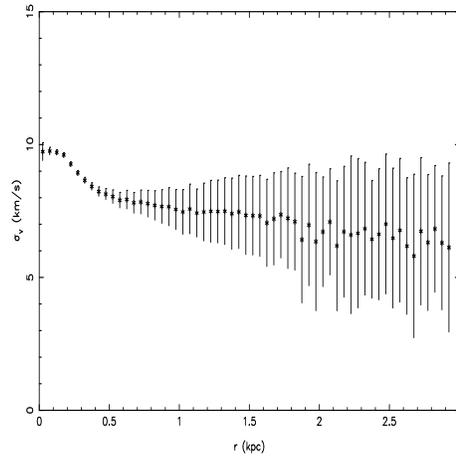
reproduire le type de profil observé pour Draco par Wilkinson et al. (2004). Les mesures des dispersions de vitesse se font de la même façon que précédemment, mais en échantillonnant en distance. La seule différence dans ce calcul se trouve au niveau du calcul des incertitudes sur la dispersion de vitesse. Elles sont estimées par Monte-Carlo en modifiant les vitesses radiales suivant une loi gaussienne, mais aussi en tirant de nouvelles erreurs DEIMOS pour chaque vitesse. Ce tirage est refait plusieurs fois car pour les derniers points du profil, il peut y avoir moins de particules que d'incertitudes DEIMOS dans la liste. La valeur de la dispersion risque d'être biaisée car la distribution des erreurs choisies peut avoir une allure différente de la distribution initiale. L'échantillon des dispersions ne sera plus homogène. En faisant plusieurs tirages, cet effet est minimisé. La figure 6.8 présente ce profil obtenu. Il montre lui aussi une cassure, mais à une distance moindre par rapport à Wilkinson et al. (2004); elle se trouve aux alentours de 0.2 kpc, soit la valeur du rayon de cœur du modèle de King. Avant cette limite, la valeur de la dispersion est constante, et vaut  $10 \text{ km s}^{-1}$ . Au-delà, elle décroît et à partir de 0.5 kpc, la valeur reste constante et vaut  $8 \text{ km s}^{-1}$ , même au-delà du rayon de marée, qui vaut 2.1 kpc. La cassure est simplement en accord avec le profil théorique de ce modèle, elle n'est pas due à la ré-accrétion. Par contre, aux grandes échelles, il est tout de même difficile de dire si le profil est constant puisque les incertitudes sont très grandes et corrélées entre elles.



**FIG. 6.7** - Gauche : Images de la distribution spatiale dans le plan (y,z), avec en rouge le rayon de marée de la galaxie naine. Droite : profil (droite) de la galaxie naine après 8 Gyr. La ligne continue montre l'ajustement d'un modèle de King à ce profil.

### 6.2.3 Modèle avec matière noire

**Formation du modèle** Pour rendre la modélisation de ce problème plus réaliste, le potentiel de la galaxie naine est modifié pour tenir compte du halo de matière noire autour d'elle. Il y a donc deux potentiels, un pour la distribution de la matière lumineuse, et un autre pour la matière noire. La matière lumineuse suit un modèle de King, avec les mêmes caractéristiques que celui de la partie précédente, à l'exception de sa masse qui vaut cette fois-ci  $0.1 \times 10^7 M_{\odot}$ . Le halo de matière noire est, pour sa part, représenté par un modèle NFW (Navarro et al., 1996, 1997). Les paramètres de ce modèle sont  $M_{200} = 10^7 M_{\odot}$ , un rayon d'échelle  $r_0 = 0.3 \text{ kpc}$  et une vitesse circulaire maximale de  $5.8 \text{ km s}^{-1}$ . Le rapport matière noire / matière lumineuse est de 10. En



**FIG. 6.8** - Distribution de la dispersion de vitesse en fonction de la distance au centre de la galaxie pour  $t = 8$  Gyr. Les barres d'erreur représentent  $\pm 1\sigma$ .

considérant que le rapport entre la masse lumineuse est la luminosité des étoiles RGB vaut environ 4, on retrouve un rapport  $M/L \approx 40$ , semblable à l'une des estimations faites avec la présence du bump dans les données INT, présentée dans l'annexe.

Pour rendre la galaxie naine la plus homogène possible avant chaque simulation, elle évolue seule, sans potentiel externe durant 1 Gyr. Les particules des deux distributions se mélangent et trouvent un état d'équilibre. De plus, les caractéristiques des modèles sont choisies de manière à avoir la même masse pour toutes les particules, qu'elles modélisent la matière lumineuse ou la matière noire. De cette manière, la force gravitationnelle d'une particule quelconque exercée sur ses compagnons est la même quelque soit leurs natures. Il n'y a donc pas d'effet dû à la masse des particules.

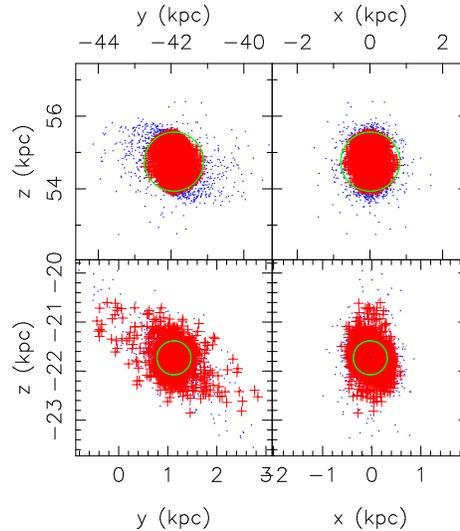
La trajectoire est la même que celle utilisée dans la simulation précédente, à savoir une trajectoire polaire. L'intérêt est de voir s'il est toujours possible de reproduire la ré-accrétion. La première simulation de ce système utilise  $3 \cdot 10^4$  particules pour la matière lumineuse et  $3 \cdot 10^5$  pour la matière noire. Le résultat est de nouveau une importante ré-accrétion à  $t = 6$  Gyr, avec 1932 particules ré-accrétées, soit 6.4% de la matière lumineuse. Le nombre d'objets ré-accrétés fait intervenir le rayon de marée qui est calculé en prenant en compte les particules de matière noire. De nouveau, pour voir si la résolution de la simulation est suffisante, le nombre de particules pour chaque composante de matière est doublé, tout en gardant les mêmes conditions initiales. La ré-accrétion se produit au même moment, mais cette fois-ci, il y a 3550 particules ré-accrétées, soit 5.9% de la matière lumineuse. Le pourcentage de matière ré-accrétée n'est pas le même, mais les taux ne sont très éloignés l'un de l'autre. Dans l'absolu, il faudrait continuer à augmenter la résolution des simulations. Cependant, je ne l'ai pas fait pour une bonne raison. Pour une simulation avec 660000 particules, il ne faut pas plus de deux jours de calcul. Au-delà, cela prendrait trop de temps, surtout que ce n'est pas une étude numérique précise de ce phénomène. Je considère donc que la résolution est suffisante.

**Résultats** La distribution spatiale des particules au moment de la ré-accrétion est du même type que celle obtenue précédemment (figure 6.9). De plus, il semble toujours y avoir une di-

**TAB. 6.5** - Tableau récapitulatif des mesures de vitesse radiale et de dispersion des vitesses de la galaxie naine et des particules ré-accrétées pour deux époques.

temps (Gyr)	type	$V_{rad}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$\sigma_v$ ( $\text{km s}^{-1}$ )
6	galaxie naine	-236	2.2
	structure ré-accrétée	-236	1.2
6.25	galaxie naine	242	2.0
	structure ré-accrétée	242	2.5

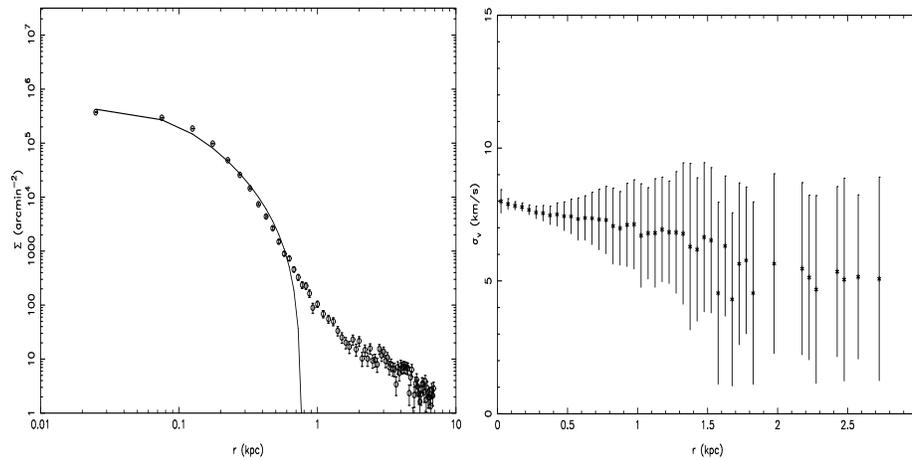
rection privilégiée pour l'accrétion, le long de la trajectoire. Les mesures des vitesses radiales et des dispersions de vitesse intrinsèques pour la galaxie et les structures ré-accrétées sont regroupées dans le tableau 6.5. Il n'y a toujours pas de différence au niveau des vitesses radiales. Au niveau de la dispersion de vitesse, il y a encore une légère différence. Ce qui est nouveau, c'est l'écart de  $0.5 \text{ km s}^{-1}$  au temps  $t = 6.25 \text{ Gyr}$ . Dans l'idéal, cela veut dire qu'il est possible de distinguer des étoiles ré-accrétées du reste de la galaxie. La réalité est tout autre puisque la résolution des spectromètres, comme DEIMOS, ne permet pas d'atteindre une telle précision.



**FIG. 6.9** - Distribution spatiale des particules aux temps  $t = 6 \text{ Gyr}$  et  $t = 6.25 \text{ Gyr}$ . Seule la matière lumineuse est représentée, et le code de couleur est le même que dans la simulation purement stellaire.

Je regarde aussi l'allure de la galaxie satellite à la fin de la simulation, en traçant notamment son profil de brillance de surface (image de gauche de la figure 6.10). En le comparant au profil obtenu sans matière noire, il apparaît qu'il n'y a pas de réelle différence entre les deux. Il y a aussi une cassure à 1 kpc, qui est à peu près au même endroit que celle du profil précédent. Cette ressemblance est aussi confirmée par l'ajustement d'un modèle de King ; les valeurs des paramètres trouvés sont  $r_c = 0.09 \text{ kpc}$  et  $r_t = 0.75 \text{ kpc}$ . Elles sont légèrement inférieures aux autres valeurs, mais la différence n'est pas très importante, inférieure à  $0.07 \text{ kpc}$ . La morphologie

de la galaxie semble ne pas être affectée par la présence du halo de matière noire.



**FIG. 6.10** - Profil de brillance de surface de la galaxie naine après 8 Gyr (gauche). Le trait continu montre l'ajustement obtenu avec un modèle de King. L'image de gauche représente la distribution de la dispersion de vitesse en fonction de la distance pour la même époque.

Par contre, la forme du profil de la dispersion de vitesse est différente (partie droite de la figure 6.10). Il est construit de la même manière que le précédent. Contrairement à celui de la figure 6.8, il n'y a pas de réelle cassure ; le profil décroît légèrement. Il ne ressemble plus à celui obtenu par Wilkinson et al. (2004), mais plus à ceux obtenus par Muñoz et al. (2005) pour Draco et Ursa Minor.



# Chapitre 7

## Conclusion

Le travail effectué porte sur l'étude d'une galaxie naine en orbite autour de la Voie Lactée : Draco. Elle a fait l'objet d'une étude photométrique mais aussi spectroscopique. Ainsi il est possible d'avoir des informations sur sa morphologie et sur sa cinématique. Le but ici est, grâce à ces observations, de mieux comprendre son comportement, mais aussi de mieux contraindre son halo de matière noire. La compréhension d'une telle galaxie est très utile pour plusieurs raisons.

Le premier point est qu'elle apporte des indices sur l'histoire de la formation de la Voie lactée. En comprenant mieux les caractéristiques de Draco, comme l'absence de traînées de marée dans son halo, son gradient de population stellaire, sa faible métallicité, et une meilleure détermination de ses mouvements propres, il est alors possible de remonter son histoire. Cependant, elle ne peut être dissociée de celle de notre Galaxie, ce qui implique une meilleure connaissance des interactions entre elles. Certes, la compréhension de Draco ne peut à elle seule tout expliquer au sein de la Galaxie, mais cela peut donner des pistes de recherche pour les autres galaxies naines, et ainsi mieux comprendre la dynamique de la Voie Lactée et ses compagnons.

Le deuxième apport de cette galaxie est d'ordre plus général. Elle peut aider à la compréhension de la formation des galaxies, au sein du modèle standard. Draco est l'image-type des galaxies primaires, celles qui vont fusionner entre elles pour créer des galaxies plus massives. Une meilleure connaissance de Draco, notamment la présence ou non d'un halo de matière noire et la forme de son cœur, peut aider à comprendre les processus physiques mis en jeu lors de la formation des galaxies, et donc éliminer les théories de formation des galaxies les moins probables.

Avec quatre séries d'observations, trois photométriques et un spectroscopique, il a été possible d'apporter des informations sur Draco, puisqu'elles vont plus profondément en magnitude que les précédentes études. Par exemple, avec le relevé MegaCam, la magnitude limite atteinte dans la bande  $i$  est 24.5, qui est trois magnitudes en-deçà de celle de Odenkirchen et al. (2001) avec les données SDSS. Après une grosse partie réduction des données et différentes techniques pour obtenir une estimation du fond la plus précise, il a été possible de mettre en évidence des caractéristiques intéressantes de cette galaxie. Ce travail sur la détermination du fond est très important car les phénomènes voulant être mis en valeur sont de plus en plus ténus.

C'est l'étude des données photométriques qui apporte les conclusions les plus spectaculaires. Les différentes analyses confirment la non détection de traînées de marée dans le halo de Draco. Elles viennent confirmées les résultats précédents. C'est le cas avec les profils de

brillances de surface qui ne montrent pas de cassures spécifiques. Les cassures présentes sont plus dues à une mauvaise suppression du fond. Cette conclusion est aussi retrouvée lors de la recherche de surdensités dans le halo de Draco. Trois façons sont utilisées, en comptant les étoiles dans des portions d'anneaux, en construisant la carte de densité de la galaxie naine, et en utilisant la méthode de *matched-filter* avec la représentation de la carte correspondante. La seule chose qu'elles montrent est l'ellipticité de la galaxie au niveau de son centre. Au-delà de  $\sim 25'$ , aucune sous-structure à grande échelle n'est mise en évidence.

Le second point important est détermination de la forme du cœur de Draco. Les simulations numériques montrent que les galaxies du type de Draco, possèdent un cœur piqué, dû à la forme du profil du halo de matière noire. Avec les données MegaCam et HST, le profil de brillance de surface est contraint jusqu'à une distance de  $0.3'$  du centre. Il apparaît que son profil est plat. Certes, cela ne donne pas de réelles indications sur le profil de la matière noire, puisqu'on ne connaît pas le type d'interactions avec la matière baryonique, mais c'est une information intéressante. En effet, elle permet de rejeter les modèles de formation de galaxies qui donnent des profils de lumière piqués au centre.

Enfin, le troisième point que les données photométriques montrent est un gradient dans les populations stellaires. L'étude se porte sur les étoiles *blue stragglers* et les parties bleue et rouge de la branche horizontale. Le tracé de leur profil de lumière et l'ajustement d'un modèle, permet de remarquer que les *blue stragglers* et la RHB sont plus concentrées au cœur que la BHB. Ce type de résultat a déjà été cité par Harbeck et al. (2001) pour d'autres galaxies du Groupe Local. Ils ont montré que cet effet n'est pas dû à la présence de la Voie Lactée. C'est un résultat intéressant pour Draco, car cela prouve qu'elle n'est pas si différente des autres galaxies naines. Ce pourrait aussi être un indice d'un passé commun, soit une même origine, soit un épisode lors de la formation de ce système.

Toute cette étude photométrique est plus en faveur d'un important halo de matière noire autour de Draco. Certes, les scénarii de formation des galaxies sans matière noire ne sont pas exclus, mais ils deviennent de moins en moins probables. De plus, les simulations  $\Lambda$ CDM rendent compte de manière plus précise des observations du Groupe Local, et notamment de Draco. Elles arrivent à reproduire ce style de galaxies, le tout dans un contexte cosmologique cohérent.

L'étude spectroscopique est venue confirmer les résultats précédents à la fois sur la valeur moyenne de la vitesse radiale et de la dispersion de vitesse de Draco, mais aussi sur sa métallicité. Un aspect intéressant est le profil de dispersion de vitesse de la galaxie naine en fonction de la distance. Il possède lui aussi un cœur plat et peut même être ajusté par un profil de dispersion de vitesse déduit du modèle de King. La valeur moyenne de la métallicité est similaire entre l'ensemble du relevé et les étoiles de la partie rouge de la branche horizontale. Toutefois, quelques étoiles de la RHB ont des valeurs relativement élevées, aux environs de  $-1.5$ . Cette valeur est une information en faveur d'une population plus jeune située au centre de Draco. Ce résultat semble être en accord avec la légère différence d'âge trouvée entre la partie interne et externe de la galaxie, avec le tracé d'isochrones. Toutefois, du fait du nombre très petits de mesures, cette dernière conclusion demande à être confirmée par d'autres observations.

Un autre travail entrepris dans cette thèse est la mise au point d'une méthode de mesure des mouvements propres de Draco. Pour bien comprendre cette galaxie naine, il faut les connaître avec une précision meilleure que maintenant. Il sera donc ensuite possible d'avoir une trajectoire de cette galaxie autour de la notre, donc obtenir plus d'informations sur son histoire de formation. La méthode développée est basée sur une mesure différentielle des profils d'objets

astronomiques. Le but est de se servir des étoiles de Draco pour mesurer le déplacement des galaxies sur le ciel. Pour faire cela, j'ai à ma disposition des données HST, avec un écart de 6 ans entre deux époques. Choisir les étoiles comme points fixes a pour avantage d'avoir un grand nombre d'objets répartis sur toute l'image, pour la superposition des images des différentes époques. Ceci permettra donc une meilleure mesure des déplacements des galaxies. Après la construction des profils des étoiles et des galaxies, il suffit, à l'aide d'une routine de IRAF (fxcor), de mesurer le déplacement de ces profils. Il y a deux moyens de faire cette mesure, soit objet par objet, soit les mettre bout à bout pour former un grand spectre par image. Les résultats des tests ont montré que la façon la plus efficace de déterminer les décalages est la deuxième méthode.

Toutefois, même si cette méthode s'est avérée être efficace pour la mesure de décalage avec des profils d'étoiles, ce n'est pas le cas pour les galaxies. La précision obtenue n'est pas améliorée par rapport à celle d'aujourd'hui. Il y a plusieurs raisons à cela. La première explication est le profil des galaxies. Il est moins bien défini que celui des étoiles, moins piqué. Sa forme ressemble peu à un pic, ce qui pose des problèmes pour la localisation de son centre. Le deuxième problème est la base de temps utilisée. Elle semble être trop courte (6 ans), même avec des images HST. Le mouvement des étoiles de Draco n'est pas assez prononcé pour permettre une bonne mesure.

Enfin, une partie simulation numérique a aussi été entreprise, durant cette thèse. Elle porte sur le phénomène de ré-accrétion d'étoiles par une galaxie naine. Cette étude a débuté sur un malentendu, avec la découverte d'une sous-structure dans le halo de Draco avec les données INT. En fait, elle n'existait pas ; elle était due à un mauvais traitement des données. Cependant, avec la découverte par Coleman et al. (2004) de coquilles dans la galaxie Fornax, et par le scénario proposé par Wilkinson et al. (2004) pour l'explication du profil de dispersion de vitesse de Draco, ce travail a trouvé une justification. La galaxie naine simulée possède les caractéristiques de Draco, sauf pour la trajectoire qui est choisie polaire. Elle gravite autour d'une galaxie centrale, ressemblant à la Voie Lactée. Il y a deux séries de simulations, la première avec une galaxie naine purement stellaire, la seconde avec l'ajout d'un halo de matière noire. Le résultat est qu'il est possible pour une galaxie naine de ré-accréter ses étoiles précédemment arrachées par la galaxie hôte si elle ne passe pas trop près d'elle et si sa trajectoire est suffisamment elliptique. Par contre, le profil de la dispersion de vitesse en fonction de la distance trouvé par Wilkinson et al. (2004) n'est pas reproduit avec les deux modèles de la galaxie naine. Il est soit plat en présence d'un halo de matière noire, soit possède une cassure mais au niveau du rayon de cœur du modèle de King pour un système purement stellaire.

## Perspectives

Avec ce travail, il semble que Draco commence à dévoiler ses secrets. Toutefois, il reste encore de nombreux points à élucider.

L'une des priorités pour une meilleure compréhension de cette galaxie est la détermination de ses mouvements propres. C'est peut-être la caractéristique la plus importante, car elle permettrait, grâce aux simulations numériques, de connaître sa trajectoire. Il serait alors possible de la modéliser avec plus de réalisme et de mieux comprendre l'impact de la Voie Lactée sur elle. La méthode, développée ici, peut permettre d'y arriver. Il faut, avant tout, améliorer la construction des profils des galaxies, pour obtenir un centre parfaitement défini.

La deuxième approche à développer est l'étude cinématique de Draco. Il faudrait vraiment savoir s'il y a une cassure dans le profil de dispersion de vitesse. Pour cela, de nouvelles mesures de vitesses radiales dans les parties externes du halo sont nécessaires. Elles pourront même apporter des renseignements sur le halo de matière noire de Draco par la comparaison de ces mesures avec des modèles analytiques. Cela permettra aussi de mieux appréhender sa métallicité, et notamment sur la présence ou non d'une distribution d'étoiles plus jeunes.

# Annexes

## Calcul du rapport M/L

Je vais présenter le calcul qui a permis d'avoir une estimation du rapport masse sur luminosité avec la présence de la surdensité dans le halo de Draco. Certes, ce calcul donne des résultats faux puisque la surdensité n'existe pas, mais la méthode peut être utilisée dans d'autres cas, comme par exemple pour Fornax et ses sous-structures récemment découvertes.

Il y a deux cas étudiés suivant la distribution de masse choisie pour Draco, soit un potentiel képlérien, soit un potentiel NFW (Navarro et al., 1997). Le principe de la méthode est le même : une petite structure stellaire, positionnée au départ au niveau du rayon de marée de la galaxie avec une vitesse nulle, tombe radialement vers le centre de Draco. Ici, le rayon de marée correspond à la limite où les potentiels des deux galaxies, la Voie Lactée et Draco, se compensent. Il est approximé par le rayon de Jacobi (Binney & Tremaine, 1987) :

$$r_t = r_D \cdot \left( \frac{M_D}{M_g} \right)^{1/3} \quad (7.1)$$

où  $r_t$  est le rayon de marée,  $r_D$  est la distance de Draco au centre de la Voie lactée soit  $\sim 71$  kpc,  $M_D$  représente la masse de la galaxie naine et  $M_g$  la masse de la Voie Lactée. La masse de notre Galaxie se déduit des mesures faites par Kochanek (1996). Il a trouvé une masse de  $5.1 \times 10^{11} M_\odot$  (avec un niveau de confiance de 90% entre  $4.0 \times 10^{11} M_\odot$  et  $6.4 \times 10^{11} M_\odot$ ) à une distance de 50 kpc du centre de la Galaxie. La masse de la Galaxie va donc être estimée pour une distance égale à celle de Draco. Ne connaissant pas la masse réelle de Draco, elle est fixée au départ. Ainsi il est possible de calculer le rayon de Jacobi correspondant.

La chute de la sous-structure s'arrête à l'endroit trouvé par les observations, soit 0.2 kpc transversalement et  $0.229 \pm 0.624$  kpc le long de la ligne de visée. Ensuite, il est possible d'avoir une mesure de sa vitesse radiale à ce point. Cette mesure est réalisée  $10^5$  fois, en recalculant à chaque fois la masse de la Voie Lactée, l'estimation du rayon de marée, ainsi que la position finale. En effet, la distance le long de la ligne de visée et la masse de la Galaxie ne sont pas connues exactement. Elles sont donc choisies de façon aléatoire suivant une distribution gaussienne, ayant les caractéristiques des observations. Cette analyse par Monte-Carlo fournit, au final, une distribution de vitesses radiales. Le but est de réitérer l'ensemble de cette procédure pour différentes masses de Draco de départ, jusqu'à obtenir une probabilité supérieure à 10% de mesurer une vitesse radiale de  $4 \pm 3.2 \text{ km s}^{-1}$ . Cette vitesse correspond à la différence de vitesse radiale observée entre la sous-structure stellaire et la galaxie naine.

Pour le potentiel de Képler, dont la formule du potentiel est :

$$\Phi_K(r) = -\frac{GM_D}{r} \quad (7.2)$$

avec  $G$  la constante gravitationnelle, la masse de Draco obtenue est  $M_D = 1.92 \times 10^7 M_\odot$ , avec un niveau de confiance de 90%.

Pour ce deuxième cas, Draco est modélisée par un modèle NFW, à l'intérieur duquel se trouve la matière baryonique. Le calcul est sensiblement le même, à savoir que la masse lumineuse de Draco est imposée et qu'on cherche à construire la distribution de vitesse. La légère différence est qu'il faut calculer la masse du halo de matière noire correspondant. D'après Dubinski et al. (1999), le potentiel NFW a la forme :

$$\Phi_{NFW}(r) = -\frac{GM_{200}}{r} \log(1 + r/r_s) \quad (7.3)$$

où  $G$  est la constante gravitationnelle,  $M_{200}$  est la masse caractéristique du modèle (ou masse du halo de la matière noire) et  $r_s$  est un rayon d'échelle. Pour simplifier le calcul, le potentiel de la matière lumineuse n'est pas pris en compte. Je considère que la gravité de Draco est principalement due au halo de matière noire. Il existe une relation liant  $M_{200}$  et la masse du halo à un rayon donné, qui est :

$$M(r_{3c}) = M_{200} \cdot \frac{f(r_{3c}/r_s)}{f(c)} \quad (7.4)$$

avec la fonction  $f(x) = \ln(1+x) - x/(1+x)$ . Dans cet exemple,  $M(r_{3c})$  va représenter la masse de la matière lumineuse contenue dans une sphère de rayon trois fois le rayon de cœur ( $r_{3c}$ ) de Draco. La façon de trouver  $M_{200}$  se fait de manière itérative. Au début, elle est choisie de manière arbitraire, et la masse lumineuse correspondante est calculée. Puis, on vérifie si cette masse est la même que celle souhaitée au départ pour Draco. Si c'est le cas, la distribution de vitesse radiale est obtenue de la même manière que précédemment, mais en changeant le potentiel à utiliser.

Pour pouvoir faire ce calcul, il faut définir le rayon d'échelle  $r_s$ . Il se déduit par la formule :

$$r_s = \frac{r_{200}}{c} \quad (7.5)$$

avec  $r_{200}$  le rayon caractéristique du modèle, et  $c$  la concentration de la galaxie. Bullock et al. (2001) ont donné une relation permettant de calculer la concentration pour un modèle NFW :

$$c = 15 - 3.3 \log \left( \frac{M_{200}}{10^{12} \cdot h} \right) \quad (7.6)$$

avec  $h = 0.7$  qui correspond à la constante de Hubble. Le rayon  $r_{200}$  est obtenu par la relation :

$$r_{200} = \frac{G \cdot M_{200}}{v_{200}^2} \quad (7.7)$$

où  $v_{200}$ , la vitesse correspondante à ce rayon se calcule de la manière suivante

$$v_{200} = \left( \frac{M_{200}}{100} \cdot G \cdot H_0 \right)^{1/3} \quad (7.8)$$

avec  $G$  la constante gravitationnelle et  $H_0$  la constante de Hubble.

Le choix de  $r_{3c}$  s'est fait en fonction de Kleyna et al. (2002). Ils ont choisi cette limite pour leur estimation de la masse de Draco. Ce rayon correspond à  $30'$ . Ainsi, en prenant la même valeur, il sera possible de comparer leurs résultats avec ceux de cette méthode. Au final, la masse de Draco obtenue est  $M_{200} = 1.96 \times 10^7 M_\odot$  pour le halo de matière noire et  $M(r_{3c}) = 0.57 \times 10^7 M_\odot$  pour sa composante lumineuse. Ces résultats ont, eux aussi, un niveau de confiance de 90%.

**TAB. 7.1** - Tableau regroupant les résultats des estimations du rapport M/L de Draco dans les bandes spectrales V et i. Il sont aussi comparés aux valeurs trouvées par Odenkirchen et al. (2001) (O01) et par Kleya et al. (2002) (K02).

Données	modèle du potentiel	$(M/L)_V$	$(M/L)_i$
	Kepler	142	84
	NFW	154	89
O01	-	-	$146 \pm 42$
	NFW	42	24
K02	-	$440 \pm 240$	$330 \pm 125$

Les résultats obtenus peuvent être comparés aux précédentes estimations. Odenkirchen et al. (2001) ont estimé la masse de Draco à  $3.5 \pm 0.7 \times 10^7 M_\odot$  dans un rayon de  $42'$ . De leur côté, Kleya et al. (2002) ont trouvé une masse de  $8.0_{-2}^{+3} \times 10^7 M_\odot$  dans  $r_{3c}$ . Les nouvelles estimations, faites par cette méthode, sont des limites supérieures. Elles étaient en dessous des valeurs trouvées auparavant. Elles montraient que la masse totale de Draco n'était pas aussi importante que cela. Par contre, les masses étaient toujours en accord avec Dekel & Silk (1986), ainsi que le rapport masse sur luminosité.

Ce calcul est réalisé de la même manière que pour l'estimation de la masse de Draco. Tout d'abord, une valeur du rapport M/L est imposée au départ. Ensuite, une estimation de la luminosité de la galaxie naine est faite à partir des valeurs trouvées par Odenkirchen et al. (2001) dans la bande i et par Irwin & Hatzidimitriou (1995) dans la bande V. Ils ont respectivement trouvé  $L_i = 1.8 \pm 0.8 \times 10^5 L_\odot$  et  $L_V = 2.4 \pm 0.5 \times 10^5 L_\odot$ . Il en découle la masse de Draco, qui permet ensuite de tracer la distribution des vitesses radiales en utilisant la méthode expliquée plus haut. Si la probabilité de mesurer une vitesse radiale de  $4 \text{ km s}^{-1}$  est inférieure à 10%, alors le rapport M/L est diminué et le calcul refait. Le calcul des rapports M/L est fait pour les deux types de potentiel. Le tableau 7.1 résume les résultats obtenus et les compare avec les valeurs de la littérature. Il apparaissait nettement que les nouvelles estimations étaient en-deçà des autres. Toutefois, le M/L restait encore important. Il y avait donc toujours un halo de matière noire autour de Draco, mais il était moins important.



# Bibliographie

Abadi M. G., Navarro J. F., Steinmetz M., Eke V. R., 2003a, ApJ, 591, 499

Abadi M. G., Navarro J. F., Steinmetz M., Eke V. R., 2003b, ApJ, 597, 21

Aguirre A., Schaye J., Quataert E., 2001, ApJ, 561, 550

Aparicio A., Carrera R., Martínez-Delgado D., 2001, AJ, 122, 2524

Armandroff T. F., Olszewski E. W., Pryor C., 1995, AJ, 110, 2131

Baade W., Swope H. H., 1961, AJ, 66, 300

Barnes J., Hut P., 1986, Nat, 324, 446

Bellazzini M., Ferraro F. R., Origlia L., Pancino E., Monaco L., Oliva E., 2002, AJ, 124, 3222

Bellazzini M., Ibata R., Monaco L., Martin N., Irwin M. J., Lewis G. F., 2004, MNRAS, 354, 1263

Bergström L., Hooper D., 2005, hep-ph/0512317

Binney J., Gerhard O., Silk J., 2001, MNRAS, 321, 471

Binney J., Merrifield M., 1998, Galactic astronomy. Galactic astronomy / James Binney and Michael Merrifield. Princeton, NJ : Princeton University Press, 1998. (Princeton series in astrophysics) QB857 .B522 1998 (\$35.00)

Binney J., Tremaine S., 1987, Galactic dynamics. Princeton, NJ, Princeton University Press, 1987, 747 p.

Blitz L., Robishaw T., 2000, ApJ, 541, 675

Boylan-Kolchin M., Ma C.-P., 2004, MNRAS, 349, 1117

Brunthaler A., Reid M. J., Falcke H., Greenhill L. J., Henkel C., 2005, Sci, 307, 1440

Bullock J. S., Dekel A., Kolatt T. S., Kravtsov A. V., Klypin A. A., Porciani C., Primack J. R., 2001, ApJ, 555, 240

Bullock J. S., Kravtsov A. V., Weinberg D. H., 2000, ApJ, 539, 517

Chapman S. C., Ibata R., Lewis G. F., Ferguson A. M. N., Irwin M., McConnachie A., Tanvir N., 2005, ApJ, 632, 87

- Charbonnel C., 2002, *Nat*, 415, 27
- Cioni M.-R. L., Habing H. J., 2005, *A&A*, 442, 165
- Coleman M., Da Costa G. S., Bland-Hawthorn J., Martínez-Delgado D., Freeman K. C., Malin D., 2004, *AJ*, 127, 832
- Colín P., Klypin A., Valenzuela O., Gottlöber S., 2004, *ApJ*, 612, 50
- Colless M., Dalton G., Maddox S., Sutherland W., Norberg P., et al., 2001, *MNRAS*, 328, 1039
- Colombi S., Dodelson S., Widrow L. M., 1996, *ApJ*, 458, 1
- Courteau S., van den Bergh S., 1999, *AJ*, 118, 337
- Croom S. M., Boyle B. J., Shanks T., Smith R. J., Miller L., Outram P. J., Loaring N. S., Hoyle F., da Ângela J., 2005, *MNRAS*, 356, 415
- Da Costa G. S., Armandroff T. E., Caldwell N., 2002, *AJ*, 124, 332
- de Blok W. J. G., Bosma A., McGaugh S., 2003, *MNRAS*, 340, 657
- de Blok W. J. G., McGaugh S. S., Bosma A., Rubin V. C., 2001, *ApJ*, 552, 23
- Dehnen W., 2000, *ApJ*, 536, 39
- Dehnen W., 2001, *MNRAS*, 324, 273
- Dehnen W., Binney J., 1998, *MNRAS*, 294, 429
- Dehnen W., Odenkirchen M., Grebel E. K., Rix H.-W., 2004, *AJ*, 127, 2753
- Dekel A., Silk J., 1986, *ApJ*, 303, 39
- Dinescu D. I., Keeney B. A., Majewski S. R., Girard T. M., 2004, *AJ*, 128, 687
- Dubinski J., Mihos J. C., Hernquist L., 1999, *ApJ*, 526, 607
- Duc P.-A., Bournaud F., Masset F., 2004, *A&A*, 427, 803
- Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., 1962, *ApJ*, 136, 748
- Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J. E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D. P., 1996, *AJ*, 111, 1748
- Fukushige T., Kawai A., Makino J., 2004, *ApJ*, 606, 625
- Ghigna S., Moore B., Governato F., Lake G., Quinn T., Stadel J., 2000, *ApJ*, 544, 616
- Girardi L., Grebel E. K., Odenkirchen M., Chiosi C., 2004, *A&A*, 422, 205
- Gottesman S. T., Hunter J. H., Boonyasait V., 2002, *MNRAS*, 337, 34
- Grebel E. K., 1997, *Reviews of Modern Astronomy*, 10, 29

- Grebel E. K., 1999, in IAU Symposium Evolutionary Histories of Dwarf Galaxies in the Local Group. p. 17
- Grebel E. K., Gallagher J. S., Harbeck D., 2003, *AJ*, 125, 1926
- Grillmair C. J., Mould J. R., Holtzman J. A., Worthey G., et al., 1998, *AJ*, 115, 144
- Guth A. H., 1981, *Phys. Rev. D*, 23, 347
- Harbeck D., Grebel E. K., Holtzman J., Guhathakurta P., Brandner W., Geisler D., Sarajedini A., Dolphin A., Hurley-Keller D., Mateo M., 2001, *AJ*, 122, 3092
- Hargreaves J. C., Gilmore G., Irwin M. J., Carter D., 1996, *MNRAS*, 282, 305
- Hayashi E., Navarro J. F., Taylor J. E., Stadel J., Quinn T., 2003, *ApJ*, 584, 541
- Hodge P. W., 1964, *AJ*, 69, 853
- Hubble E., 1929, *Proceedings of the National Academy of Science*, 15, 168
- Ibata R., Chapman S., Ferguson A. M. N., Lewis G., Irwin M., Tanvir N., 2005, *ApJ*, 634, 287
- Ibata R., Gilmore G., Irwin M. J., 1994, *Nat*, 370, 194
- Ibata R., Irwin M., Lewis G. F., Stolte A., 2001, *ApJ*, 547, 133
- Ibata R., Lewis G. F., Irwin M., Totten E., Quinn T., 2001, *ApJ*, 551, 294
- Ikuta C., Arimoto N., 2002, *A&A*, 391, 55
- Irwin M., Hatzidimitriou D., 1995, *MNRAS*, 277, 1354
- Irwin M., Lewis J., 2001, *New Astronomy Review*, 45, 105
- Irwin M. J., Lewis J., Hodgkin S., Bunclark P., Evans D., McMahon R., Emerson J. P., Stewart M., Beard S., 2004, in *Ground-based Telescopes*. Edited by Oschmann, Jacobus M., Jr. *Proceedings of the SPIE*, Volume 5493, pp. 411-422 (2004). VISTA data flow system : pipeline processing for WFCAM and VISTA. p. 411
- Izotov Y. I., Thuan T. X., 1998, *ApJ*, 500, 188
- Johnston K. V., Sigurdsson S., Hernquist L., 1999, *MNRAS*, 302, 771
- Karachentsev I. D., Sharina M. E., Makarov D. I., Dolphin A. E., Grebel E. K., Geisler D., Guhathakurta P., Hodge P. W., Karachentseva V. E., Sarajedini A., Seitzer P., 2002, *A&A*, 389, 812
- King I., 1962, *AJ*, 67, 471
- King I. R., 1966, *AJ*, 71, 64
- Klessen R. S., Grebel E. K., Harbeck D., 2003, *ApJ*, 589, 798
- Klessen R. S., Kroupa P., 1998, *ApJ*, 498, 143

- Kleyna J., Wilkinson M. I., Evans N. W., Gilmore G., Frayn C., 2002, MNRAS, 330, 792
- Kleyna J. T., Wilkinson M. I., Evans N. W., Gilmore G., 2001, ApJ, 563, 115
- Kleyna J. T., Wilkinson M. I., Evans N. W., Gilmore G., 2004, MNRAS, 354, 66
- Kleyna J. T., Wilkinson M. I., Evans N. W., Gilmore G., 2005, ApJ, 630, 141
- Kleyna J. T., Wilkinson M. I., Gilmore G., Evans N. W., 2003, ApJ, 588, 21
- Klypin A., Kravtsov A. V., Valenzuela O., Prada F., 1999, ApJ, 522, 82
- Knebe A., Devriendt J. E. G., Mahmood A., Silk J., 2002, MNRAS, 329, 813
- Kochanek C. S., 1996, ApJ, 457, 228
- Kravtsov A. V., Gnedin O. Y., Klypin A. A., 2004, ApJ, 609, 482
- Kroupa P., Theis C., Boily C. M., 2005, A&A, 431, 517
- Libeskind N. I., Frenk C. S., Cole S., Helly J. C., Jenkins A., Navarro J. F., Power C., 2005, MNRAS, p. 783
- Lokas E., 2002, MNRAS, 333, 697
- Lokas E. L., Mamon G. A., Prada F., 2005, MNRAS, 363, 918
- Lynden-Bell D., 1976, MNRAS, 174, 695
- Lynden-Bell D., 1982a, Observatory, 102, 202
- Lynden-Bell D., 1982b, Observatory, 102, 7
- Lynden-Bell D., Lynden-Bell R. M., 1995, MNRAS, 275, 429
- Majewski S. R., 1994, ApJ, 431, 17
- Majewski S. R., Skrutskie M. F., Weinberg M. D., Ostheimer J. C., 2003, ApJ, 599, 1082
- Martin N. F., Ibata R. A., Bellazzini M., Irwin M. J., Lewis G. F., Dehnen W., 2004, MNRAS, 348, 12
- Martin N. F., Ibata R. A., Conn B. C., Lewis G. F., Bellazzini M., Irwin M. J., McConnachie A. W., 2004, MNRAS, 355, 33
- Martínez-Delgado D., Butler D. J., Rix H.-W., Franco Y. I., Peñarrubia J., Alfaro E. J., Dinescu D. I., 2005, ApJ, 633, 205
- Mashchenko S., Couchman H. M. P., Sills A., 2005, ApJ, 624, 726
- Mashchenko S., Sills A., Couchman H. M. P., 2005, astro-ph/0511567
- Mateo M. L., 1998, ARA&A, 36, 435

- Mayer L., Governato F., Colpi M., Moore B., Quinn T., Wadsley J., Stadel J., Lake G., 2001, *ApJ*, 547, 123
- Mayer L., Moore B., Quinn T., Governato F., Stadel J., 2002, *MNRAS*, 336, 119
- McConnachie A. W., Irwin M. J., Ferguson A. M. N., Ibata R. A., Lewis G. F., Tanvir N., 2005, *MNRAS*, 356, 979
- Milgrom M., 1983a, *ApJ*, 270, 371
- Milgrom M., 1983b, *ApJ*, 270, 384
- Milgrom M., 1983c, *ApJ*, 270, 365
- Moore B., Calcáneo-Roldán C., Stadel J., Quinn T., Lake G., Ghigna S., Governato F., 2001, *Phys. Rev. D*, 64, 063508
- Moore B., Ghigna S., Governato F., Lake G., Quinn T., Stadel J., Tozzi P., 1999, *ApJ*, 524, 19
- Moore B., Governato F., Quinn T., Stadel J., Lake G., 1998, *ApJ*, 499, 5
- Moore B., Quinn T., Governato F., Stadel J., Lake G., 1999, *MNRAS*, 310, 1147
- Muñoz R. R., Frinchaboy P. M., Majewski S. R., Kuhn J. R., Chou M.-Y., Palma C., Sohn S. T., Patterson R. J., Siegel M. H., 2005, *ApJ*, 631, 137
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1996, *ApJ*, 462, 563
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1997, *ApJ*, 490, 493
- Navarro J. F., Steinmetz M., 1997, *ApJ*, 478, 13
- Navarro J. F., Steinmetz M., 2000, *ApJ*, 538, 477
- Odenkirchen M., Grebel E. K., Dehnen W., Rix H.-W., Yanny B., Newberg H. J., Rockosi C. M., Martínez-Delgado D., Brinkmann J., Pier J. R., 2003, *AJ*, 126, 2385
- Odenkirchen M., Grebel E. K., Harbeck D., Dehnen W., et al., 2001, *AJ*, 122, 2538
- Oke J. B., 1974, *ApJS*, 27, 21
- Ouellette J. A., Pritchett C. J., 1998, *AJ*, 115, 2539
- Penzias A. A., Wilson R. W., 1965, *ApJ*, 142, 419
- Pfenniger D., Combes F., 1994, *A&A*, 285, 94
- Pfenniger D., Combes F., Martinet L., 1994, *A&A*, 285, 79
- Piatek S., Pryor C., Armandroff T. E., Olszewski E. W., 2001, *AJ*, 121, 841
- Piatek S., Pryor C., Armandroff T. E., Olszewski E. W., 2002, *AJ*, 123, 2511
- Piatek S., Pryor C., Bristow P., Olszewski E. W., Harris H. C., Mateo M., Minniti D., Tinney C. G., 2005, *AJ*, 130, 95

- Piatek S., Pryor C., Olszewski E. W., Harris H. C., Mateo M., Minniti D., Monet D. G., Morrison H., Tinney C. G., 2002, *AJ*, 124, 3198
- Piatek S., Pryor C., Olszewski E. W., Harris H. C., Mateo M., Minniti D., Tinney C. G., 2003, *AJ*, 126, 2346
- Piatek S., Pryor C., Olszewski E. W., Harris H. C., Mateo M., Minniti D., Tinney C. G., 2004, *AJ*, 128, 951
- Pryor C., Kormendy J., 1990, *AJ*, 100, 127
- Read J. I., Gilmore G., 2005, *MNRAS*, 356, 107
- Richstone D. O., Tremaine S., 1986, *AJ*, 92, 72
- Ricotti M., Gnedin N. Y., 2005, *ApJ*, 629, 259
- Ricotti M., Wilkinson M. I., 2004, *MNRAS*, 353, 867
- Robertson B., Bullock J. S., Font A. S., Johnston K. V., Hernquist L., 2005, *ApJ*, 632, 872
- Rockosi C. M., Odenkirchen M., Grebel E. K., Dehnen W., Cudworth K. M., Gunn J. E., York D. G., Brinkmann J., Hennessy G. S., Ivezić Ž., 2002, *AJ*, 124, 349
- Sandage A., 1986, *ApJ*, 307, 1
- Sato K., 1981, *MNRAS*, 195, 467
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- Scholz R.-D., Irwin M. J., 1993, in *IAU Symp. 156 : Developments in Astrometry and their Impact on Astrophysics and Geodynamics Absolute Proper Motion of Galactic Globular Clusters*. p. 249
- Searle L., Zinn R., 1978, *ApJ*, 225, 357
- Sersic J. L., 1968, *Atlas de galaxias australes*. Cordoba, Argentina : Observatorio Astronomico, 1968
- Spergel D. N., Verde L., Peiris H. V., Komatsu E., Nolta M. R., Bennett C. L., Halpern M., Hinshaw G., Jarosik N., Kogut A., Limon M., Meyer S. S., Page L., Tucker G. S., Weiland J. L., Wollack E., Wright E. L., 2003, *ApJS*, 148, 175
- Springel V., White S. D. M., Jenkins A., Frenk C. S., Yoshida N., Gao L., Navarro J., Thacker R., Croton D., Helly J., Peacock J. A., Cole S., Thomas P., Couchman H., Evrard A., Colberg J., Pearce F., 2005, *Nat*, 435, 629
- Stetson P. B., 1987, *PASP*, 99, 191
- Stetson P. B., 1993, in *IAU Colloq. 136 : Stellar Photometry - Current Techniques and Future Developments Further Progress in CCD Photometry*. p. 291

- Stetson P. B., Davis L. E., Crabtree D. R., 1990, in ASP Conf. Ser. 8 : CCDs in astronomy  
Future development of the DAOPHOT crowded-field photometry package. p. 289
- Stoehr F., 2006, MNRAS, 365, 147
- Stoehr F., White S. D. M., Tormen G., Springel V., 2002, MNRAS, 335, 84
- Teuben P., 1995, in ASP Conf. Ser. 77 : Astronomical Data Analysis Software and Systems IV  
The Stellar Dynamics Toolbox NEMO. p. 398
- Thacker R. J., Couchman H. M. P., 2001, ApJ, 555, 17
- Tolstoy E., Venn K. A., Shetrone M., Primas F., Hill V., Kaufer A., Szeifert T., 2003, AJ, 125,  
707
- Tyler C., 2002, Phys. Rev. D, 66, 023509
- van Albada T. S., Bahcall J. N., Begeman K., Sancisi R., 1985, ApJ, 295, 305
- van den Bergh S., 1999, A&AR, 9, 273
- van den Bosch F. C., 2002, MNRAS, 331, 98
- Venn K. A., Irwin M., Shetrone M. D., Tout C. A., Hill V., Tolstoy E., 2004, AJ, 128, 1177
- White S. D. M., Rees M. J., 1978, MNRAS, 183, 341
- Wiener N., 1949, Extrapolation, interpolation and smoothing of stationary time series. Cam-  
bridge, MA : Tech. Press MIT
- Wilkinson M. I., Kleyna J., Evans N. W., Gilmore G., 2002, MNRAS, 330, 778
- Wilkinson M. I., Kleyna J. T., Evans N. W., Gilmore G. F., Irwin M. J., Grebel E. K., 2004, ApJ,  
611, 21
- Willman B., Dalcanton J. J., Martinez-Delgado D., West A. A., Blanton M. R., et al., 2005, ApJ,  
626, 85
- Willman B., Governato F., Dalcanton J. J., Reed D., Quinn T., 2004, MNRAS, 353, 639
- Wilson A. G., 1955, PASP, 67, 27
- Zentner A. R., Kravtsov A. V., Gnedin O. Y., Klypin A. A., 2005, ApJ, 629, 219
- Zwicky F., 1933, Helv. Phys. Acta, 6, 110