

Université de Montréal

Étude de l'hydrogène neutre dans le champ de la galaxie Phoenix

par

Julie St-Germain

Département de physique

Faculté des arts et des sciences

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

Mars, 1999

© Julie St-Germain, 1999



QC
3
U54
1999
v.011

Université de Montréal

École de génie chimique et des procédés

par
Julie St-Germain
Baccalauréat de physique
Faculté des sciences des sciences

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

Mars 1999



Julie St-Germain, 1999

Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

Étude de l'hydrogène neutre dans le champ de la galaxie Phoenix

présenté par:

Julie St-Germain

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

Serge Demers, président-rapporteur
Claude Carignan, directeur de recherche
François Wesemaël, membre du jury

Mémoire accepté le: ..23-04-99.....

SOMMAIRE

Ce mémoire présente l'étude du contenu en hydrogène neutre (HI) de l'environnement de la galaxie Phoenix. Alors que Phoenix possède les propriétés photométriques (magnitude, brillance de surface) propres à une galaxie naine sphéroïdale, la détection récente d'étoiles jeunes suggère que cette galaxie pourrait avoir un contenu gazeux (en l'occurrence de l'hydrogène neutre, HI) non-négligeable, ce qui caractérise plutôt les galaxies naines irrégulières. Phoenix pourrait donc être une galaxie en phase de transition, à savoir une naine irrégulière évoluant vers le statut de naine sphéroïdale.

À l'aide d'observations radio à 21 cm (longueur d'onde de l'émission HI) provenant du Australia Telescope Compact Array, nous avons ainsi cartographié en HI une vaste région entourant la galaxie Phoenix. Quatre différentes composantes HI y ont été détectées, présentant des vitesses de -23 , 7 , 59 , 140 km s⁻¹. Toutefois, aucune de ces composantes n'est coïncidente (i.e. ne se superpose de façon centrée) avec l'image optique de la galaxie. Après analyse, il appert que la composante la plus probablement associée à Phoenix serait l'émission à -23 km s⁻¹. Vu l'absence de vitesses stellaires mesurées pour Phoenix, nous ne pouvons confirmer avec certitude si une ou plusieurs des structures HI détectées est associée avec Phoenix ou encore s'il s'agit de nuages associés au Courant Magellanique.

Table des matières

SOMMAIRE	iii
Table des matières	iv
Liste des tableaux	vi
Table des figures	vii
LISTE DES ABRÉVIATIONS	ix
Chapitre 1 : Introduction	1
1.1 Populations stellaires des galaxies naines	3
1.1.1 Présentation générale	3
1.1.2 Photométrie des galaxies dIrr/dSph	9
1.1.3 Interprétation possible	11
1.2 Profil de luminosité	13
1.3 Contenu gazeux des galaxies naines	14
1.3.1 Galaxies naines irrégulières	14
1.3.2 Galaxies naines sphéroïdales	17
1.3.3 Galaxies intermédiaires dIrr/dSph	19
1.4 Contenu en matière sombre	21

1.5	Phoenix : dIrr ou dSph ?	24
1.6	Justification d'une mosaïque (champ étendu)	26
Chapitre 2 : Analyse des données		29
2.1	Observations	29
2.2	MOSMEM vs MOSSDI	31
2.2.1	Problématique	31
2.2.2	Procédure MOSSDI	33
2.2.3	Procédure MOSMEM	37
2.2.4	Comparaison des résultats	39
2.3	Détermination des composantes de vitesse	42
Chapitre 3 : Pré-tirage : 'HI in the field of the dIrr/dSph galaxy Phoenix'		48
RÉFÉRENCES		62
Chapitre 4 : Résumé et conclusions		73
4.1	Résumé théorique	73
4.2	Résultats	74
RÉFÉRENCES		77
Annexe A : Traitement des données		x

Liste des tableaux

CHAPITRE 1	
I	Propriétés des galaxies dSph et dE du Groupe Local 4
II	Propriétés des galaxies dIrr et dIrr/dSph du Groupe Local 5
CHAPITRE 2	
I	Résultats des profils globaux HI 46
CHAPITRE 3	
I	Physical parameters of Phoenix 64
II	ATCA HI observations 65

Table des figures

CHAPITRE 1		
1	Schéma du Groupe Local	2
2	Boîte de Hodge	6
3	Populations stellaires dSph	7
4	Populations stellaires dIrr	8
5	SagDIG	15
6	Sculptor	18
7	LGS-3	20
8	Populations centrales de Phoenix	25
9	Phoenix	27
CHAPITRE 2		
1	Carte avant CLEAN	32
2	Carte après MOSSDI, non-convoluée	35
3	Carte après MOSSDI, convoluée	36
4	Carte après MOSMEM, convoluée	38
5	Distribution HI (méthode MOSSDI)	40

6	Distribution HI (méthode MOSMEM)	41
7	Profil global HI, non-corrigé	44
8	Profil global HI, corrigé	45

CHAPITRE 3

1	Channel maps, around -23 km s^{-1}	66
2	Channel maps, around $+59 \text{ km s}^{-1}$	67
3	Global profile	68
4	HI Distribution	69
5	HI Distribution, at -23 km s^{-1}	70
6	HI Distribution, at $+59 \text{ km s}^{-1}$	71
7	Velocity field, at -23 km s^{-1}	72

LISTE DES ABRÉVIATIONS

1- abréviations courantes

ATCA : Australia Telescope Compact Array

dSph : dwarf spheroidal galaxy (galaxie naine sphéroïdale)

dIrr : dwarf irregular galaxy (galaxie naine irrégulière)

dE : dwarf elliptical galaxy (galaxie naine elliptique)

VLT : Very Large Telescope

2- uniquement dans l'article

FWHM : Full Width Half Maximum (Pleine Largeur Demie Hauteur)

HPBW : Half Primary Beam Width (Demie Largeur du Faisceau Primaire)

HVC : High Velocity Cloud (Nuage à haute vitesse)

LG : Local Group (Groupe Local)

MS : Magellanic Stream (Courant Magellanique)

MW : Milky Way (Voie Lactée)

SF : star–formation (formation d'étoiles)

Chapitre 1

Introduction

Membre du Groupe Local, la galaxie Phoenix s'avère particulière en ce qu'elle ne semble pas appartenir à une classe déterminée. En effet, tel que nous l'arguerons plus bas, Phoenix s'apparente à un type intermédiaire, entre les galaxies naines sphéroïdales (dSph) et les galaxies naines irrégulières (dIrr). Certaines suggestions ont été faites selon lesquelles les dSph seraient en fait des dIrr dont le gaz aurait été éjecté lors de processus tel un sursaut de formation d'étoiles (Ferguson & Binggeli, 1994 ; Puche & Westpfahl, 1994). En ce sens, l'étude de Phoenix (dIrr/dSph) constitue une clé intéressante en ce qui concerne une meilleure compréhension des processus évolutifs des galaxies naines dans le Groupe Local.

Les dSph sont des galaxies de luminosité totale $M_B \geq -14$, possédant de faibles brillances de surface. Dans le Groupe Local (figure 1), elles sont situées surtout à proximité de notre galaxie et d'Andromède (M31), ces dernières étant des galaxies spirales massives. Peut-être est-ce en raison de cette proximité à un système plus massif que les dSph contiennent peu de gaz, ce dernier ayant pu être arraché par effet de marée gravitationnel. Donc, deux mécanismes peuvent contribuer à débarrasser les dSph de leur gaz : 1) les sursauts de formation d'étoiles et 2) les effets de marée gravitationnels.

Remarquons que dans le cas où le gaz aurait été arraché par effet de marée, on pourrait s'attendre à observer une queue pointant vers la source de distorsion (en l'occurrence, la Voie Lactée ou M31). C'est d'ailleurs le cas pour les Nuages

de Magellan qui sont des galaxies riches en gaz. Des observations récentes ont d'ailleurs révélé l'existence d'un "bras de marée" pointant vers la Voie Lactée, indiquant qu'il y aurait eu interaction gravitationnelle entre les Nuages de Magellan et notre galaxie (Putman *et al.*, 1998). Cependant, la quantité de gaz présente dans les dSph n'est peut-être pas suffisante pour nous montrer de telles structures si elles existent.

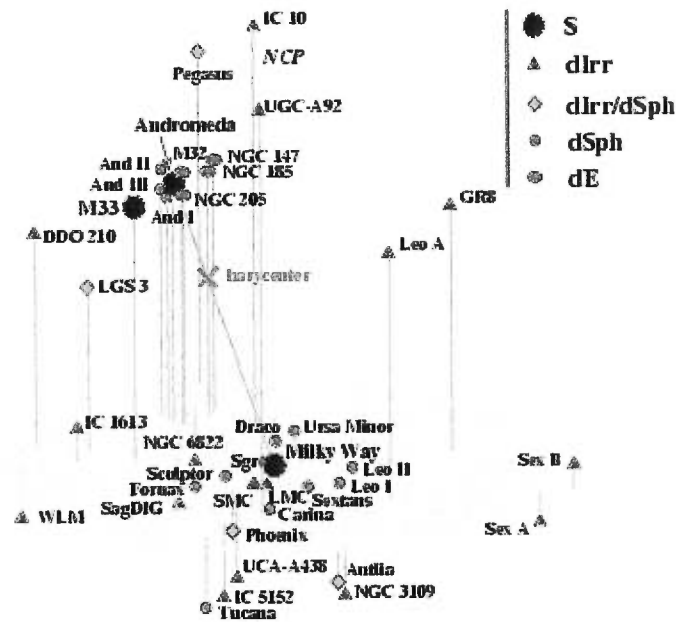


FIG. 1. Positions des galaxies dans le Groupe Local, tiré de Grebel (1998).

Bien que la luminosité totale des dSph semble similaire à celle des amas globulaires, les structures de ces deux systèmes s'avèrent fort différentes. Contrairement aux dSph, les amas globulaires sont concentrés au centre, et leur densité stellaire centrale est beaucoup plus élevée que celles des dSph qui sont des systèmes plus diffus (Djorgovski, 1993). Selon notre compréhension des processus de formation d'étoiles, les dSph ne pourraient avoir été formées aux faibles densités observées ; un événement a dû se produire entre cette première période de formation et maintenant (Gallagher & Wyse, 1994).

1.1 Populations stellaires des galaxies naines

1.1.1 Présentation générale

Qu’entend-on exactement par le terme “galaxie naine” ? Appliqué aux galaxies, l’adjectif “naine” se rapporte principalement à leur luminosité. Typiquement, on qualifie une galaxie de “naine” lorsque sa magnitude absolue est supérieure à -16 , -17 ou encore -18 , cette limite variant selon les auteurs. La figure 1 présentée plus haut permet de situer les positions relatives des galaxies naines du Groupe Local, tandis que les tableaux I et II présentent les caractéristiques générales de ces galaxies.

Les galaxies naines irrégulières (dIrr) sont des systèmes riches en gaz, de forme irrégulière (d’où leur nom), formant des étoiles de façon continue ou pouvant avoir subi un récent sursaut de formation d’étoiles. Sous plusieurs aspects, les galaxies naines elliptiques (dE) semblent similaires aux dIrr, cependant elles contiennent moins de gaz et présentent des métallicités plus faibles. Appartenant à la famille des dE, mais se distinguant par leurs très faibles luminosités ($M_V \geq -14$) et leur plus faible concentration centrale, les galaxies naines sphéroïdales (dSph) se retrouvent au voisinage de notre galaxie. Ces galaxies présentent principalement une population stellaire vieille, de faible métallicité, ressemblant en cela aux amas globulaires.

Également, outre les dSph standard (dont neuf au voisinage de la Voie Lactée), d’autres galaxies naines du Groupe Local présentent une morphologie et des populations stellaires inférant leur appartenance possible au groupe des dSph. Dans certains cas, ces galaxies peuvent être classées comme étant intermédiaires entre les naines sphéroïdales et les naines irrégulières, dIrr/dSph. Ces galaxies sont dominées par des populations vieilles mais présentent des traces de formation d’étoiles récentes, de même qu’elles semblent contenir davantage de gaz que

TAB. I. Propriétés des galaxies dSph et dE du Groupe Local ^a

Nom	M_V	R_c (pc)	D_{MW} (kpc)	D_{M31} (kpc)	M_{tot} ($10^6 M_\odot$)	M_{HI} ($10^6 M_\odot$)	M_{HI}/L_B (M/L_B) _⊙
Sagittarius	-13.4	550	24		—	<0.0001	<0.001
Ursa Minor	-8.9	200	66		23	<0.04	<0.25
Sculptor	-11.1	110	79		6.4	0.03	0.02
Draco	-8.8	180	82		22	<0.003	<0.02
Sextans	-9.5	335	86		19	<0.0001	<0.001
Carina	-9.3	210	101		13	<0.0007	<0.002
Fornax	-13.2	460	138		68	<0.005	<0.001
Leo II	-9.6	160	205		9.7	<0.01	<0.02
Leo I	-11.9	215	250		22	<0.03	<0.007
And II	-11.1	205	525	~ 130 ^b	—	—	—
And III	-10.3	180	760	~ 60 ^b	—	<0.08	<0.07
And I	-11.9	375	805	~ 45 ^b	—	<0.1	<0.02
And V	~ -11 ^c	—	810 ^c	112 ^c	—	—	—
And VI	~ -11 ^c	—	780 ^d	280 ^d	—	—	—
And VII	~ -11 ^c	—	710 ^d	215 ^d	—	—	—
Tucana	-9.6	130	880		—	<0.09	<0.18
NGC 185	-15.5	155	620	—	130	0.13	0.001
NGC 147	-15.5	170	725	~ 154 ^b	110	<0.005	<0.001
NGC 205	-16.6	260	815	~ 100 ^b	740	0.38	0.001

^aréférences (sauf avis contraire) : Mateo (1998)^bGrebel, 1998^cArmandroff & Da Costa, 1998^dGrebel & Guhathakurta, 1998

TAB. II. Propriétés des galaxies dIrr et dIrr/dSph du Groupe Local ^a

Nom	M_V	R_c (pc)	D_{GC} (kpc)	M_{tot} ($10^6 M_\odot$)	M_{HI} ($10^6 M_\odot$)	M_{HI}/L_B (M/L_B) _⊙
NGC 6822	-15.2	260	490	1640	134	1.2
Leo A	-11.4	185	690	111	80	1.6
IC 1613	-14.7	585	700	795	54	0.81
IC 10	-15.7	475	825	1580	153	0.86
WLM	-14.5	710	925	150	61	1.2
Sag DIG	-12.3	125	1060	9.6	8.8	8.6
NGC 3109	-15.7	630	1250	6550	690	3.8
UGCA 92	-12.6	85	1300	—	16	2.6
UGCA 438	-12.0	150	1320	—	6.2	0.90
Sextans B	-14.2	445	1345	885	45	0.96
Sextans A	-14.6	700	1440	395	78	1.1
IC 5152	-14.8	390	1590	400	59	0.64
GR 8	-11.6	110	1590	7.6	4.5	1.0
Phoenix	-10.1	310	445	33	0.19 ^b	0.2 ^b
DDO 210	-10.0	95	800	—	1.9	1.4
LGS-3	-10.5	160	810	13	0.42	0.33
Pegasus	-12.9	280	955	—	5.4	0.44
Antlia	-10.8	230	1235	12	0.97	0.58

^aréférences : Mateo (1998)^bd'après nos propres données

les dSph classiques. Dans cette catégorie, on retrouve Phoenix ainsi que LGS-3, Antlia, DDO 210 et Pegasus (Mateo, 1998). On constate que ces galaxies intermédiaires s'avèrent assez isolées, contrairement aux dSph classiques, en ce qu'elles sont situées à des distances relativement élevées des galaxies massives les plus proches (en l'occurrence, la Voie Lactée et M31). On pourrait avancer que c'est en raison de cet éloignement que ces galaxies auraient pu retenir leur gaz, ce dernier n'ayant pu être arraché par la forte gravité d'un système massif proche.

Les figures 3 et 4 présentent une synthèse des différents épisodes de formation d'étoiles subis par les galaxies naines du Groupe Local. L'histoire de formation stellaire est illustrée à l'aide des boîtes de populations introduites par Hodge (1989) et expliquées à la figure 2 ci-contre.

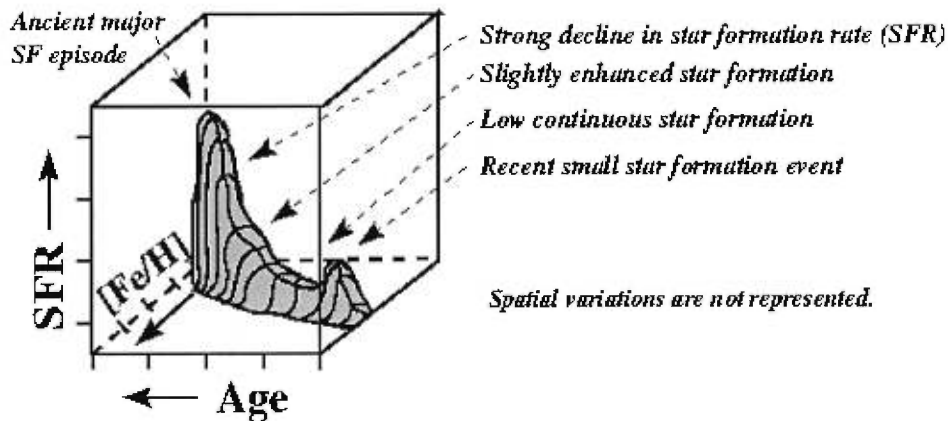


FIG. 2. Exemple explicatif d'une boîte de Hodge, retraçant l'évolution stellaire d'une galaxie, tiré de Grebel (1998).

De par les figures 3 et 4, il appert que les galaxies naines présentent en général une remarquable diversité quant à l'histoire de leur formation d'étoiles, leur histoire évolutive semble relativement complexe. On observe des périodes de formation d'étoiles assez étendues et continues (Fornax, IC 1613, Sextans B) ou encore par sursauts multiples (Carina, Leo A).

Alors que les dIrr contiennent une fraction significative d'étoiles jeunes et

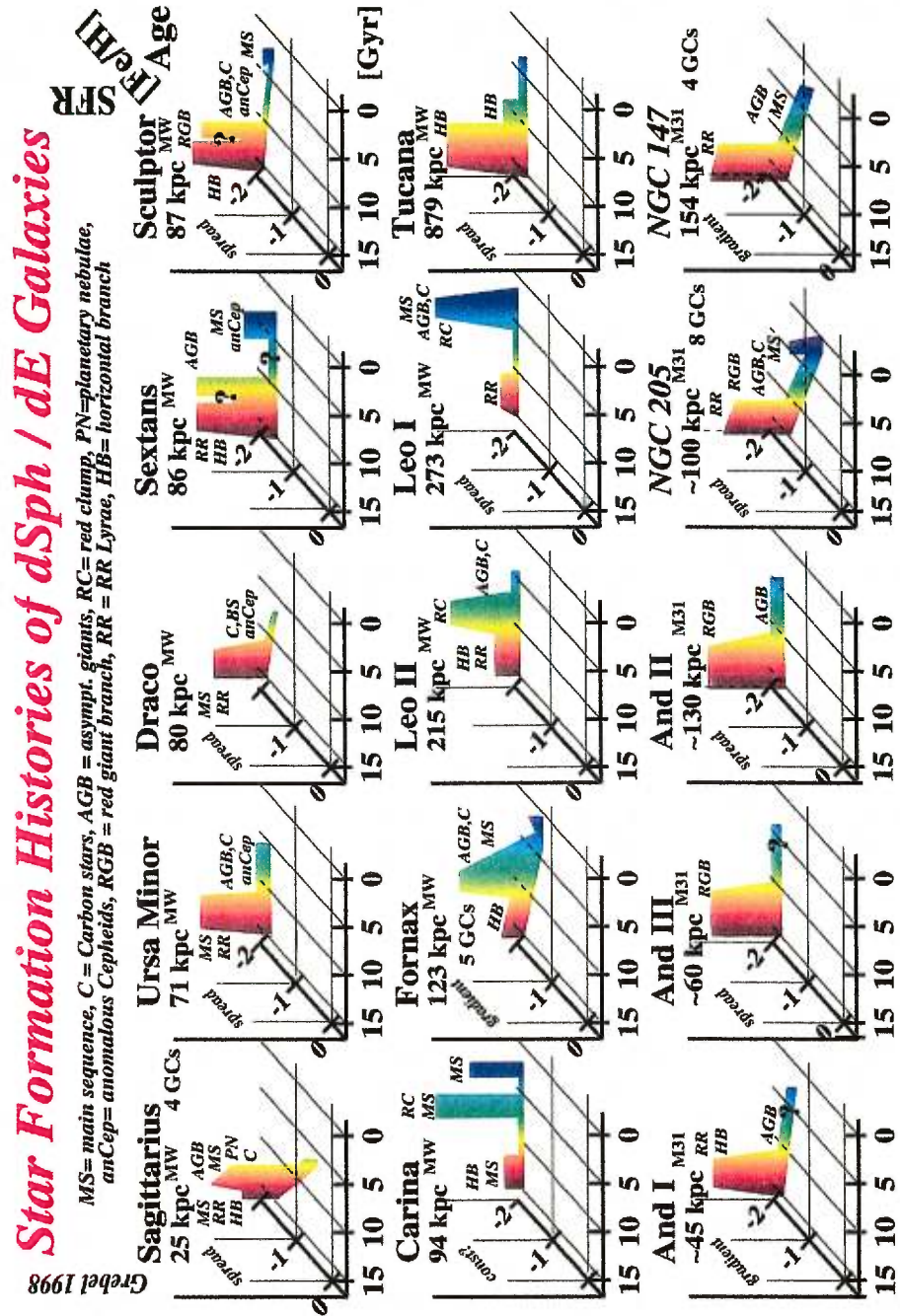


FIG. 3. Populations stellaires des galaxies dE et dSph du Groupe Local, tiré de Grebel (1998).

présentent toutes des signes de formation d'étoiles récente (figure 4), les dSph sont dominées par des populations stellaires vieilles ou d'âges intermédiaires et contiennent peu d'étoiles jeunes (figure 3). Certaines dSph contiennent presque uniquement des étoiles vieilles, telles des étoiles RR Lyrae ou des étoiles bleues de la branche horizontale (12–15 Gyr), d'âges similaires aux amas globulaires. C'est le cas notamment d'Ursa Minor (Olszewski & Aaronson, 1985) tandis que d'autres, telles Carina (Mould & Aaronson, 1983; Smecker-Hane *et al.*, 1994; Mighell, 1997; Hurley-Keller, Mateo & Nemeč, 1998) ou Fornax (Stetson, 1997) semblent avoir d'importantes populations d'âges intermédiaires (telles des étoiles de carbone, 3–7 Gyr). Souvent, malgré leur faible densité stellaire et leur faible vitesse d'échappement, les dSph comportent un étalement d'âges et de métallicités (Carina, Fornax, Leo I, Leo II).

On sait que le processus local de formation d'étoiles, se produisant à l'intérieur d'un nuage, est indépendant du type morphologique de la galaxie. Cependant, une conséquence des différences quantitatives en cisaillement interstellaire sera que les dIrr peuvent former des nuages de gaz plus massifs qui s'effondreront rapidement pour former des régions HII (Hunter, 1997). La détection de ces régions HII peut servir de critère d'identification des dIrr. Notons toutefois que dans la limite des faibles luminosités, il peut parfois s'avérer difficile de distinguer photométriquement les dIrr et les dSph.

1.1.2 Photométrie des galaxies dIrr/dSph

D'abord, considérons LGS–3 et Phoenix, dont les situations respectives en tant que dIrr/dSph sont mieux connues. Pour LGS–3, outre la population dominante de géantes rouges (donc des étoiles vieilles et faibles en métaux), quelques traces d'étoiles jeunes bleues de la séquence principale datant ~ 100 Myr y ont été détectées (Lee, 1995). Pour certains, il s'agirait là d'une dIrr située à la limite de la distribution quant à sa masse, sa luminosité et son taux de formation

d'étoiles (Aparicio, Gallart & Bertelli, 1997a). Pour d'autres, nous serions plutôt en présence d'un sursaut récent de formation d'étoiles dans une dSph ou alors, si des étoiles d'âge intermédiaire pouvaient y être détectées, nous assistons à la transition récente d'une dIrr vers une dSph (Mould, 1997). En ce qui a trait à Phoenix en particulier, les populations stellaires détectées sont similaires à celles de LGS-3.

Précisons que DDO 210 et Pegasus (DDO 216) ont longtemps été classées comme étant des dIrr, mais leurs propriétés photométriques, leurs positions et distances exactes étaient à cette époque moins bien connues. Leur statut respectif reste encore à débattre. On note maintenant que la partie rouge du diagramme couleur-magnitude de DDO 210 s'avère moins peuplée que la partie bleue, ce qui serait inhabituel pour une dIrr (Greggio *et al.*, 1993). Cependant le diagramme pourrait être contaminé par des objets du champ, vu la faible latitude galactique de cette galaxie. Contrairement aux dIrr classiques, DDO 210 ne semble pas dominée par une population bleue centrée sur son coeur optique, et l'on n'y détecte pas de région HII évidente (Hopp & Schulte-Ladbeck, 1995). Pegasus présente un très faible taux de formation d'étoiles (Aparicio, Gallart & Bertelli, 1997b). Comme LGS-3, Pegasus posséderait peu ou pas de régions HII et ne présenterait pas la morphologie erratique propre aux dIrr plus actives (Aparicio *et al.*, 1997).

Quant à Antlia, ce n'est que tout récemment (1997) qu'elle a été re-découverte en tant que membre du Groupe Local par Whiting, Irwin & Hau (1997). La distribution des étoiles présente une morphologie elliptique, lisse. Cette galaxie, sans doute associée à la spirale magellanique NGC 3109 de par sa proximité à cette dernière ($\sim 1.2^\circ$ sur le ciel, soit ~ 26 kpc à la distance de NGC 3109), semble surtout dominée par une population stellaire vieille. Un autre groupe (Aparicio *et al.*, 1997c) a cependant observé une formation d'étoiles significative dans la partie centrale, tandis qu'il n'y en aurait peu ou pas dans les régions externes. Nous

serions ainsi en présence d’une morphologie à deux composantes (coeur-halo). Selon ces auteurs, si le taux de formation d’étoiles s’avère très faible, les régions HII n’apparaîtront pas de façon évidente. C’est pourquoi, malgré la non-détection de telles régions, ils considèrent qu’Antlia pourrait être caractéristique d’une dIrr formant des étoiles de façon épisodique.

1.1.3 Interprétation possible

Une certaine corrélation entre l’âge des populations stellaires et la distance galactocentrique d’une galaxie naine de magnitude inférieure à -14 a déjà été suggérée, se basant sur les scénarios de “gas stripping” et de “ram pressure” (van den Bergh, 1994). Les dSph situées près de la galaxie (Ursa Minor, Draco) auraient eu une période de sursaut de formation d’étoiles seulement au début de leur existence, tandis que celles à des distances plus éloignées (telle Phoenix) auraient formé des étoiles plus récemment. Toutefois, notons que Leo II et Tucana ne sont pas conformes à cette loi (peut-être se seraient-elles formées plus près de la galaxie et se seraient-elles éloignées par la suite?).

Regardons plus attentivement le cas particulier de la dSph Tucana, située à ~ 900 kpc et membre isolé du Groupe Local, en retrait des autres galaxies naines satellites autour de la Voie Lactée et de M31. Cette galaxie présente une population stellaire vieille, sans trace aucune d’étoiles jeunes et sans large population intermédiaire également (Castellani, Marconi & Buonanno, 1996 ; Saviane, Held & Piotto, 1996). À l’évidence, Tucana aurait connu un sursaut unique de formation d’étoiles dans un passé éloigné, situation semblable à celles de Draco et Ursa Minor (proches de la Voie Lactée). De par ce contre-exemple, on pourrait donc croire que l’évolution des populations stellaires dans les dSph serait indépendante de leur environnement, leur proximité à un système plus massif les affectant peu (Da Costa, 1994).

On croit que l'évolution gazeuse des petites galaxies serait dominée par le flot de matière entrant/sortant. Vu la faible vitesse d'échappement des dSph, leur capacité à retenir la matière éjectée par les supernovae serait limitée (Vader, 1986 ; Dekel & Silk, 1986). La dynamique de l'évolution interne de ces galaxies pourrait être dominée par les vents stellaires, la formation d'étoiles étant alors gouvernée par la perte ou l'accrétion de gaz (Meurer *et al.*, 1992).

On sait que pour une galaxie de faible masse (c'est le cas des dSph), la majorité du gaz (matériel servant à former les étoiles) devrait être expulsée lors de la formation d'étoiles initiale (Grebel, 1998). Cependant, la détection d'une petite population d'étoiles jeunes dans certaines dSph (telle Fornax) ne possédant pas de HI détecté amène la question suivante : les dSph auraient-elles la capacité de retenir ou de regagner une partie du gaz expulsé lors des épisodes anciens de formation d'étoiles ? Une explication alternative serait l'accrétion de nuages HI errant dans le Groupe Local. D'ailleurs, pour la dSph Carina, on a trouvé un large étalement d'âges pour un étalement curieusement très faible des abondances (Smecker-Hane *et al.*, 1994). Ceci diffère du cas typique de Leo I qui présente une histoire de formation d'étoiles complexe ainsi qu'un large étalement des abondances (Lee *et al.*, 1993). Ce phénomène pourrait ainsi s'expliquer si le gaz formé par différentes générations d'étoiles dans ces galaxies aurait été accréteé ou capturé à partir de nuages distincts possédant leurs propres abondances. Plusieurs petits nuages distants, de faibles densités de colonne, pourraient se cacher à travers le halo galactique (Wakker & van Woerden, 1997). Cependant, la faible dispersion des vitesses de ces galaxies, qui rend difficile de retenir du gaz provenant de source interne, semble limiter encore davantage la capture de gaz provenant de sources externes.

1.2 Profil de luminosité

Le profil de luminosité des dSph (Faber & Lin, 1983) est bien décrit par la relation exponentielle classique : $I(r) = I_o \exp(-r/r_o)$, où I_o correspond à la luminosité centrale et r_o se veut la longueur d'échelle. Cette relation est valable également pour les dIrr, ainsi que pour le disque des galaxies spirales (S) et des galaxies lenticulaires (S0) (Freeman, 1970). De par leur symétrie optique, les dSph sont vues comme étant des galaxies naines elliptiques (dE) diffuses, de très faible luminosité. En fait, nous pouvons affirmer qu'il existe deux familles distinctes de galaxies elliptiques (Wirth & Gallagher, 1984) : les dE "diffuses" (peu concentrées au centre, généralement sans noyau) présentant un profil exponentiel tel que décrit plus haut, et les elliptiques classiques "compactes" répondant au profil de de Vaucouleurs (1953) avec une loi $r^{1/4}$. Considérant cette dichotomie fondamentale, l'origine des dE compactes et diffuses ne serait pas la même.

Vu la similitude observée en termes de luminosité, il appert qu'un lien évolutif existerait entre les dIrr et les dSph (Lin & Faber, 1983 ; Kormendy, 1985 ; Ferguson & Binggeli, 1994). En fait, si le gaz pouvait être enlevé d'une galaxie dIrr, la formation d'étoiles s'arrêterait, laissant après un certain temps une galaxie plus "rouge", avec une faible brillance de surface résultante (Lin & Faber, 1983). Encore faudrait-il pouvoir expliquer comment une galaxie ayant la forme d'un disque aplati (dIrr) peut se transformer en un système plutôt sphérique (dSph) une fois qu'elle a perdu du gaz.

1.3 Contenu gazeux des galaxies naines

1.3.1 Galaxies naines irrégulières

Sur de courtes échelles (100–300 pc), le HI dans les dIrr est spatialement distribué en nuages individuels, leur densité maximale étant située près des régions actives de formation d'étoiles. Les nuages sont toutefois décentrés de 50 à 200 pc de ces complexes (Mateo, 1998). À plus grande échelle, le HI s'avère centré sur la composante stellaire des dIrr.

Une étude effectuée par Lo, Sargent & Young (1993) portait sur neuf galaxies naines situées à la limite faible extrême $M_B \geq -14$: UGC 4483, DDO 69 (Leo A), C Vn dwA, DDO 155 (GR 8), DDO 187, Sag DIG, DDO 210, DDO 216 (Pegasus) ainsi que LGS–3, toutes étant des dIrr, à l'exception de LGS–3 (et peut-être DDO 210 et Pegasus...) dont le statut, de même que pour Phoenix, s'avère quelque peu particulier. Précisons que plusieurs des galaxies ci-haut mentionnées ne sont pas membres du Groupe Local (donc elles n'apparaissent pas aux tableaux I et II). Toutes ces galaxies, à l'exception de LGS–3, se sont révélées riches en HI, avec des ratios M_{HI}/L_B situés entre 0.2 et 7 (unités solaires $M_\odot/L_{B\odot}$), correspondant à des masses de HI entre $2 \cdot 10^6 - 8 \cdot 10^7 M_\odot$. Notons que généralement les dIrr présentent des ratios $M_{HI}/L_B \geq 1$.

Un cas typique est celui de Sag DIG (figure 5), où la distribution HI révèle un anneau asymétrique avec une dépression centrale (Young & Lo, 1997). Une masse gazeuse $M_{HI} \sim 9 \cdot 10^6 M_\odot$ a été calculée, donnant un ratio $M_{HI}/L_B \sim 9$.

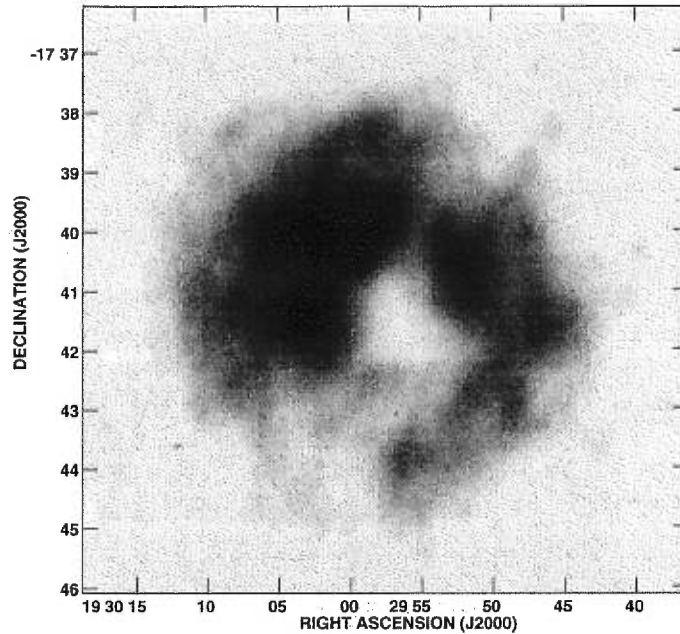


FIG. 5. Distribution HI de SagDIG, par Young & Lo (1997).

Les contours visibles sur cette image vont jusqu'à $2 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$.

Située à la limite faible des dIrr en termes de luminosité, mais cependant typique car possédant quelques régions HII, la galaxie GR 8 possède une distribution HI “clumpy”, et la majorité du gaz se retrouve à l’extérieur de l’image optique (Carignan, Beaulieu & Freeman, 1990). Avec $M_{HI} \simeq 2 \cdot 10^6 M_{\odot}$ et un ratio masse HI–luminosité ~ 2 , GR 8 possède davantage de masse sous forme de HI que sous forme d’étoiles. Dans cette galaxie, la rotation ne contribue que de façon mineure au support gravitationnel, ce qui a été démontré par la suite pour d’autres dIrr de très faibles luminosités.

Pour DDO 170, on a évalué $M_{HI} \simeq 8.6 \cdot 10^8 M_{\odot}$ et $M_{HI}/L_B \simeq 3.7$ (Lake, Schommer & van Gorkom, 1990). Le ratio masse sombre sur masse lumineuse serait supérieur à six. On y a observé que le HI s’étendait beaucoup plus loin que le rayon optique, soit jusqu’à $\sim 2R_{HO}$ (R_{HO} : rayon de Holmberg, soit le rayon de l’isophote ayant une magnitude de surface de $26.5 \mu_B$).

Concernant Sextans A, où le HI se superpose assez bien avec la galaxie optique, la structure gazeuse est ici dominée par deux “clumps” ayant une haute densité de surface, donnant $M_{HI} \sim 5.8 \cdot 10^7 M_{\odot}$ et $M_{HI}/L_B \sim 1.2$ (Skillman *et al.*, 1988). Les clumps semblent associés avec les régions présentant une récente formation d’étoiles. On remarque que la majorité du HI se situe dans une structure en anneau entourant un minimum (trou) central. Un large anneau de gaz encercle donc l’image optique de cette galaxie.

En fait, la formation d’étoiles ou l’évolution stellaire influence la matière interstellaire ambiante, pouvant créer ainsi de larges cavités en expansion, entourées de coquilles HI denses (Puche & Westpfahl, 1994). Peu après le sursaut initial de formation d’étoiles, la majorité de la matière interstellaire pourrait avoir été expulsée des régions internes de la galaxie par des vents stellaires et des explosions de supernova, arrêtant la formation d’étoiles. Si la quantité d’énergie libérée lors du sursaut initial de formation d’étoiles le permet, et si la masse du système s’avère suffisamment élevée, une partie du gaz pourra retomber vers la galaxie, donnant ainsi une apparence d’anneau au HI. Pour une galaxie de masse très faible, la coquille HI sera plutôt en expansion. La région centrale d’une galaxie très peu massive contiendra donc peu de gaz, et la majorité du HI se retrouvera dans une coquille dont le diamètre interne de l’enveloppe correspondra environ au rayon optique de la galaxie tandis que la limite externe pourra être d’environ 1.5 fois ce rayon.

Pour illustrer ces considérations, on a observé dans Holmberg I, M81dwA (Puche & Westpfahl, 1994) et Leo A (Young & Lo, 1996), toutes des dIrr peu massives, une seule coquille lente en expansion dominant la distribution HI. Le rayon galactique de ces galaxies s’avère si petit que l’on ne peut observer qu’une seule large coquille. Nous ne pouvons y observer de structures plus petites, telles des bulles. Les régions centrales de ces galaxies contiennent apparemment peu de gaz résiduel, ce dernier semble s’échapper, en constante expansion. Pour la galaxie

naine plus lumineuse Holmberg II, $M_B \simeq -16.6$ (Puche *et al.*, 1992), on observe plusieurs trous ou régions vides à grande échelle, presque circulaires, entourées de coquilles HI en expansion (“bulles”).

Un cas fort intéressant est celui de DDO 154, une des galaxies dIrr les plus riches en gaz de notre voisinage (Carignan & Freeman, 1988; Carignan & Beaulieu, 1989), avec $M_{HI} \geq 10^8 M_\odot$ et $M_{HI}/L_B \simeq 8$ (Carignan & Purton, 1998). Soulignons que pour cette galaxie entre autres, la matière lumineuse (étoiles + gaz) s’avère seulement une composante mineure de la masse totale, et que 90 % de la masse au dernier point mesuré est sous forme de matière sombre. Également, le disque HI semble ici dynamiquement plus important que le disque stellaire.

1.3.2 Galaxies naines sphéroïdales

Peu de galaxies dSph ont été cartographiées en HI, et la majorité d’entre elles semble ne pas contenir de HI, du moins très peu. Également, le HI se présente alors sous forme de nuages distincts de masses $\sim 10^5 M_\odot$ avec des diamètres de l’ordre de ou supérieurs à 200 pc (Mateo, 1998). Young & Lo (1997) insistent sur l’instabilité de ce gaz, vu sa cinématique et sa configuration, et en déduisent que les nuages HI détectés doivent être de courte vie.

En 1978, Knapp, Kerr & Bowers ont étudié le contenu HI potentiel pour six de ces galaxies : Draco, Ursa Minor, Sculptor, Fornax, Leo I, Leo II (Knapp, Kerr & Bowers, 1978), les limites supérieures établies variant de $M_{HI} \sim 10^2$ à $10^4 M_\odot$. Par la suite, une limite de $\sim 10^3 M_\odot$ fut proposée pour Carina (Mould *et al.*, 1990). Le cas de Sagittarius, la seule dSph qui posséderait un noyau, apparaît moins évident puisque le gaz semblait davantage étendu, cependant une limite de $\sim 10^4 M_\odot$ fut calculée, en supposant l’absence de gaz au centre (Koribalski, Johnston & Otrupcek, 1994). Des observations plus récentes évaluent plutôt une masse de HI $\leq 10^2 M_\odot$ (Ibata *et al.*, 1997). Mentionnons également que cette

dernière galaxie serait en processus de rencontre (“merging”) avec notre galaxie, ce qui peut biaiser quelque peu les analyses. Toutes les estimations ci-haut mentionnées correspondent à des ratios $M_{HI}/L_B \leq 10^{-2}$.

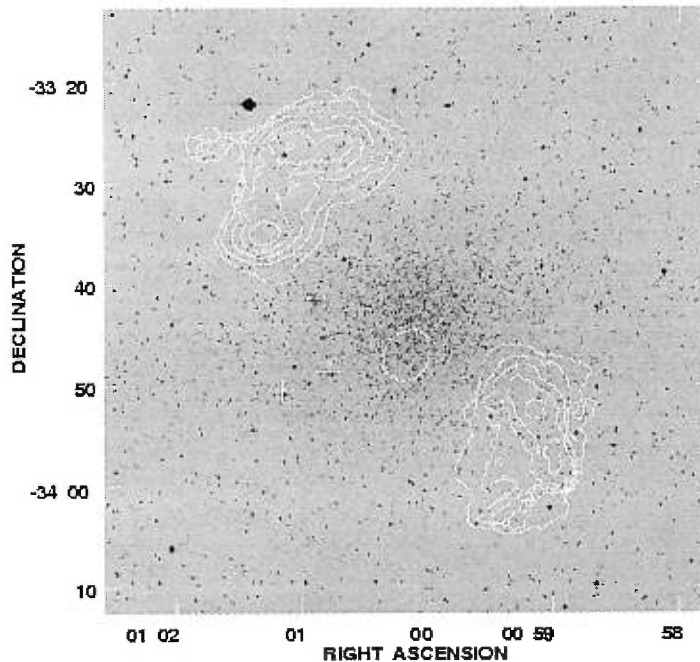


FIG. 6. Distribution HI de Sculptor, par Carignan *et al.*. (1998).
Les contours sont de $(0.2, 0.6, 1.0, 1.4, 1.8, 2.2) \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$.

Cependant, récemment, Carignan *et al.*. (1998) ont détecté du HI dans la dSph Sculptor (figure 6) et ont déterminé une limite inférieure de $M_{HI} \sim 3 \cdot 10^4 M_{\odot}$, correspondant à $M_{HI}/L_B \simeq 0.02$. En plus d’un petit nuage légèrement décentré de l’image optique, la plupart du HI se retrouve dans deux nuages distincts situés à $15' - 20'$ du centre optique. On remarque que l’étendue de cette émission HI est comparable à la taille du faisceau instrumental, ce qui laisse supposer qu’il pourrait y avoir davantage de gaz au-delà. De plus, la taille de ces

nuages ($\sim 20'$ diamètre) s'avérant près de la limite de détectabilité ($\sim 22'$) pour les espacements (“baseline”) utilisés, sans doute faudrait-il utiliser des espacements plus petits pour vérifier si ces nuages ne seraient pas plus étendus. En fait, la plupart du HI étant ainsi à la limite de la composante optique, peut-être que des observations à champ plus étendu révéleraient une structure en anneau telle que décrite à la section précédente. Mentionnons également que le flux de la petite composante de vitesse située près du centre et peu étendue s'avérait de beaucoup inférieur au flux de la composante éloignée étendue. Ceci indiquerait que le gaz expulsé pourrait rester près de sa galaxie d'origine, les processus de “ram pressure” et de “tidal stripping” s'avérant en ce cas insuffisant pour arracher complètement le gaz à la galaxie.

Pour la naine Tucana, le HI détecté (Oosterloo, Da Costa & Staveley-Smith, 1996) se révèle être décentré par rapport à l'image optique, le nuage étant situé à $\sim 12'$ de la galaxie visible. On peut s'interroger quant à l'origine de cette émission, vu la proximité du Courant Magellanique, ce dernier étant à $\sim 10^\circ$ de Tucana. Si toutefois ce gaz s'avérait être associé à Tucana, ceci correspondrait à une masse $M_{HI} \sim 1.5 \cdot 10^6 M_\odot$ pour un ratio $M_{HI}/L_B \sim 3.5$, ces valeurs étant comparables à celles obtenues pour les dIrr riches en gaz. C'est d'ailleurs pour cette raison que les auteurs ont rejeté une possible association entre ce gaz et Tucana qui ne possède qu'une population d'étoiles vieilles.

1.3.3 Galaxies intermédiaires dIrr/dSph

Tel que mentionné à la section 1.1, d'autres galaxies méritent tout spécialement notre attention de par leur statut quelque peu particulier : il s'agit des naines intermédiaires dIrr/dSph. Règle générale, ces galaxies sont plus riches en HI que les dSph mais moins que les dIrr.

Pour ce qui est de LGS-3 (figure 7), du gaz HI de dimension ~ 1 kpc

coïncidant avec l’extension optique de la galaxie fut détecté (Lo, Sargent & Young, 1993). Le gaz détecté correspond au total à une masse $M_{HI} \sim 2 \cdot 10^5 M_{\odot}$, donnant un ratio $M_{HI}/L_B \sim 0.3$, inférieur à ce que l’on observe pour les dIrr. Cependant, plus récemment, davantage de HI y fut détecté : un nouvel estimé $M_{HI} \simeq 4.2 \cdot 10^5 M_{\odot}$ correspondant a $M_{HI}/L_B \sim 0.33$ a été obtenu par Young & Lo (1997). Le gaz présente ici peu de structures (ce qui n’est pas le cas dans les dIrr où le HI est distribué en paquets “clumps”) et s’avère approximativement centré sur l’image optique, suivant la distribution stellaire mais présentant toutefois deux maxima locaux. Cette galaxie semble présenter des signes de rotation, suggérée par un possible gradient de vitesse, et le HI pourrait y être en expansion ou contraction, son étendue étant maximale à la vitesse systémique.

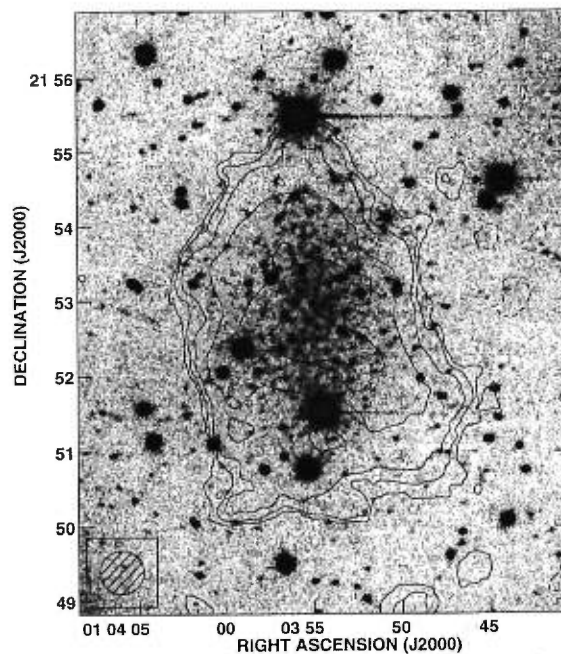


FIG. 7. Distribution HI de LGS-3, par Young & Lo (1997).

Les contours sont de $(-0.5, 0.5, 1, 2, 5, 10) \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$.

Si l’on se réfère à nouveau à l’article de Lo, Sargent & Young (1993) tel que mentionné à la section 1.3.1, notons que DDO 210 et Pegasus semblent relativement riches en HI. On remarque alors également que la distribution HI de

ces galaxies présente de nombreuses structures ou “clumps”. Pour DDO 210, on trouve $M_{HI} \sim 3 \cdot 10^6 M_{\odot}$, pour un ratio $M_{HI}/L_B \sim 2.3$, tandis que pour Pegasus le résultat était $M_{HI} \sim 1.3 \cdot 10^7 M_{\odot}$ donnant un ratio $M_{HI}/L_B \sim 0.2$. Cependant, les positions et distances de ces deux naines étaient alors moins bien connues. Mateo (1998) se basant sur des observations plus récentes, indique des valeurs légèrement différentes, obtenant $M_{HI} \sim 1.9 \cdot 10^6 M_{\odot}$ et un ratio $M_{HI}/L_B \sim 1.4$ pour DDO 210, ainsi que $M_{HI} \sim 5.4 \cdot 10^6 M_{\odot}$ et $M_{HI}/L_B \sim 1.4$ pour Pegasus.

Pour Antlia (à l’époque connue sous le nom de PGC 29194, Fouqué *et al.*, 1990), des valeurs de $M_{HI} \sim 10^6 M_{\odot}$ donnant un ratio $M_{HI}/L_B \sim 0.6$ ont été calculées (Mateo, 1998). On ne connaît toutefois pas la distribution exacte du gaz autour de cette galaxie.

En ce qui a trait à Phoenix, puisqu’il s’agit précisément du sujet de ce mémoire, nous y reviendrons plus loin, à la section 1.6 (justification d’une mosaïque).

1.4 Contenu en matière sombre

Il semblerait que les galaxies de plus faible luminosité seraient davantage dominées par la matière sombre (Kormendy, 1988). Dans ce cas, les galaxies naines sphéroïdales, qui sont intrinsèquement parmi les plus faibles, s’avèreraient d’excellentes candidates pour l’étude de la matière sombre. Dans l’éventualité où davantage d’information serait disponible sur Phoenix, il serait intéressant d’en étudier la cinématique interne se basant sur les modèles dynamiques exposés ci-bas.

C’est Aaronson qui, en 1983, trouva les premières indications de la présence d’une quantité importante de matière sombre dans les dSph par l’étude de la dispersion des vitesses des étoiles de Draco et d’Ursa Minor (Aaronson, 1983). Il fut observé que la dispersion des vitesses centrale de Draco s’avèrait de beau-

coups supérieures à ce qui était attendu selon les calculs effectués à partir de sa masse visible. Pour un ratio M/L donné, la dispersion centrale dans un système gravitant en équilibre suit $(R_c S_o)^{1/2}$, R_c correspondant au rayon de cœur et S_o à la brillance de surface centrale (Richstone & Tremaine, 1986). Les dSph sont des systèmes moins concentrés au centre que les amas globulaires. Supposant que ces systèmes possèdent des populations stellaires semblables (i.e. mêmes ratios M/L), on s'attendrait à des dispersions de vitesse centrales $\leq 3 \text{ km s}^{-1}$ pour les dSph, i.e. 5–20 fois inférieur ($2\text{--}15 \text{ km s}^{-1}$) à ce que l'on obtient pour les amas globulaires (Mateo, 1994). Pour Draco cependant, une dispersion aussi élevée que 10 km s^{-1} fut observée, d'où la supposition que cette galaxie contiendrait une forte proportion de matière sombre. On observe généralement des dispersions de vitesses de l'ordre de $\sim 7\text{--}10 \text{ km s}^{-1}$ pour les dSph.

La question est de savoir si les dSph sont des systèmes en équilibre dynamique : le cas échéant, il faudrait que ces galaxies soient dominées par la matière sombre pour expliquer leurs larges dispersions de vitesses. Si les dSph ne sont pas en état d'équilibre, alors c'est qu'elles sont soumises à de fortes distorsions de marée.

Parallèlement à l'étude de Aaronson, Faber & Lin ont avancé qu'un système apparemment très fragile comme la dSph Ursa Minor située près de la Voie Lactée, avec une faible densité de masse et possédant un large rayon de marée, pourrait s'expliquer par la présence d'un important halo de matière sombre (Faber & Lin, 1983). On peut calculer le rayon de marée r_t avec le modèle de King (1962) :

$$r_t = R_p [M/M_g (3 + e)]^{1/3}$$

où M est la masse de la dSph comprise à l'intérieur de r_t , e représente l'excentricité orbitale, R_p la distance périalactique et M_g la masse de la Voie Lactée à la distance de R_p . Si r_t est connu, on peut ainsi estimer M et calculer le rapport masse/luminosité (M/L) correspondant. En 1983, Faber et Lin ont

d'ailleurs estimé le rapport M/L pour sept dSph, leurs calculs étant basés sur les rayons de marée de ces galaxies (Faber & Lin, 1983). Les rapports obtenus s'avèraient d'un ordre de magnitude plus élevé que pour les amas globulaires ($M/L \approx 2$), variant de $M/L = 0.21$ pour Leo I à $M/L = 126$ pour Ursa Minor.

Si l'on suppose que la distribution de la masse suit celle de la lumière, et que la distribution de vitesse est isotrope, on peut alors calculer de façon directe la densité centrale ρ_o et le ratio M/L à l'aide du modèle de King (Richstone & Tremaine, 1986). Les valeurs typiques ainsi calculées pour les dSph varient de $0.1 - 1 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$ pour ρ_o et $M/L \sim 5$ (Fornax) à $M/L \geq 100$ (Draco et Ursa Minor). On remarque avec cette méthode une forte corrélation entre M/L et la luminosité totale : les galaxies de plus faible luminosité auront des ratios M/L plus élevés, suivant la relation fondamentale $M/L \propto L^{-0.4}$.

Cependant, les larges ratios M/L obtenus pour certaines dSph suggèrent que la distribution de la masse ne semble pas suivre celle de la lumière (Pryor, 1994). Néanmoins, se basant sur les limites imposées par le théorème du Viriel (Merrit, 1987), même en considérant un cas limite extrême, un ratio minimal $M/L \geq 30$ est calculé pour Draco, ce qui ne peut s'expliquer par la seule masse visible.

Les dSph s'avèrent sans contredit des systèmes parfaits pour l'étude de la matière sombre puisque peu de matière visible contribue au potentiel gravitationnel (Lake, 1990). Ces galaxies pourraient constituer d'excellents laboratoires pour vérifier la validité de certaines théories quant à la nature de la matière sombre (Mateo, 1994). Donc, si du gaz est détecté dans ces systèmes, l'étude de la cinématique de ce gaz pourra éventuellement imposer des contraintes sur le contenu en matière sombre.

1.5 Phoenix : dIrr ou dSph ?

Située à $\alpha = 1^h51^m$ et $\delta = -44^\circ43'$ (J2000), Phoenix fut d'abord perçue comme un amas globulaire lointain lors de sa découverte (Schuster & West, 1976). Par la suite, on considéra Phoenix comme étant une galaxie naine irrégulière (Canterna & Flower, 1977), vu l'observation d'étoiles brillantes bleues et rouges, semblables à ce que l'on observait pour IC 1613 et autres dIrr. Cette classification lui conférait une distance surestimée de ~ 1.85 Mpc . Il fut ensuite suggéré que Phoenix serait probablement une naine sphéroïdale malgré des traces de formation d'étoiles relativement récentes (Morras & Bajaja, 1986). Grâce à des observations CCD, une étude photométrique révéla une population stellaire dominante "rouge", c'est-à-dire vieille et faible en métaux, semblable à ce que l'on retrouve dans les amas globulaires galactiques (Ortolani & Gratton, 1988). D'après l'aspect de la branche des géantes étendue, la distance de cette dSph fut estimée à ~ 500 kpc, ce qui situe cette galaxie dans le Groupe Local. Une autre étude photométrique CCD a révélé plus en détail quelques traces d'une formation d'étoiles récente datant ~ 150 Myr (van de Rydt, Demers & Kunkel, 1991), cette population d'étoiles jeunes et bleues représenterait toutefois moins de 10% de la population totale. De plus, un estimé plus précis de la distance fut obtenu, avec $(m - M_V)_o = 23.1 \pm 0.1$. Située à ~ 400 kpc, Phoenix s'avère donc une galaxie membre du Groupe Local, possédant une faible brillance de surface ($M_V \simeq -9.9$). Connaissant ces dernières données, comment peut-on classer cette galaxie ?

Au premier abord, on note que Phoenix présente les propriétés optiques d'une naine sphéroïdale (dSph). Cependant, contrairement aux dSph, Phoenix pourrait ne pas être dépourvue de gaz, vu la récente formation d'étoiles. C'est pourquoi nous pouvons acquiescer à la suggestion (Carignan, Demers & Côté, 1991) selon laquelle Phoenix s'apparenterait à un type transitoire de galaxie : dSph/dIrr ou encore, plus pertinemment, dIrr/dSph, selon la terminologie récente adoptée par Mateo (1998).

Récemment, une étude photométrique a révélé plus en détail les populations d'étoiles jeunes au centre de Phoenix (Martinez-Delgado, Gallart & Aparicio, 1999). On observe que les étoiles "blue-plume" (BP) sont concentrées davantage à l'ouest, signe d'une récente formation d'étoiles, tandis que les étoiles HeB brûlant de l'hélium (~ 0.8 Gyr) se retrouvent presque uniquement à l'est (figure 8). Cette distribution centrale particulière, indiquant un gradient d'âge, suggère qu'il y aurait eu propagation de formation d'étoiles de l'est vers l'ouest. De même, la distribution des étoiles BP indique que la récente formation d'étoiles aurait eu lieu en des régions localisées de la galaxie. Cette distribution stellaire se rapproche davantage de ce que l'on observe dans les dIrr (par exemple, Sextans A) plutôt que dans les dE, ce qui tend à indiquer que Phoenix aurait pu ressembler à une dIrr il y a ~ 100 Myr.

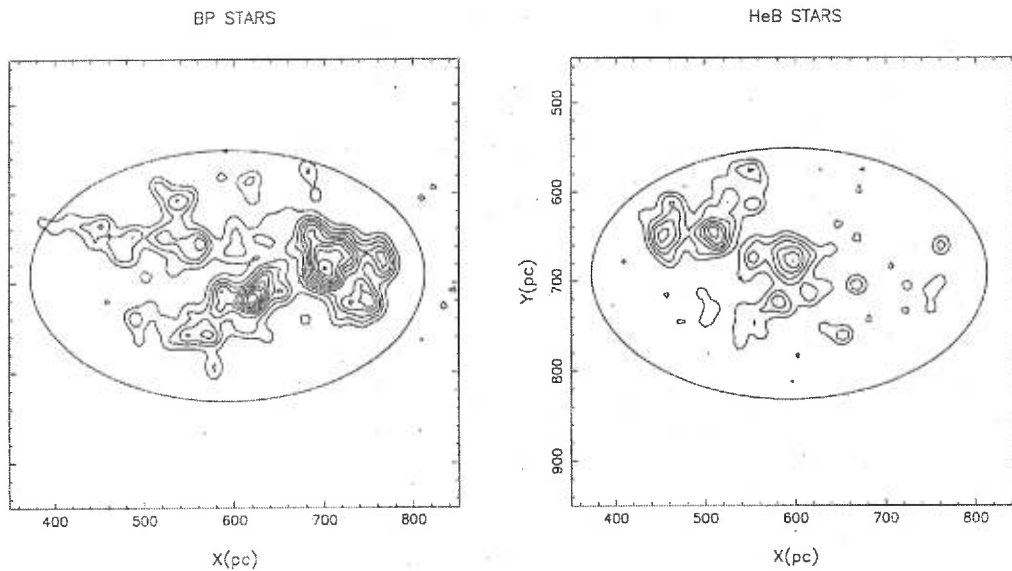


FIG. 8. Populations stellaires jeunes au centre de Phoenix, tiré de Martinez-Delgado, Gallart & Aparicio (1999). L'orientation suit la convention : nord vers le haut, est vers la gauche. Les cartes représentent la concentration des étoiles "blue-plume" BP jeunes sur la séquence principale ainsi que la concentration des étoiles HeB brûlant de l'hélium (~ 0.8 Gyr). Les contours de densité stellaire commencent à $1.4 \times 10^{-3} \text{ pc}^{-2}$ et l'incrément est de $7 \times 10^{-4} \text{ pc}^{-2}$. Sur chaque carte, l'ellipse délimite la composante centrale de Phoenix.

1.6 Justification d'une mosaïque (champ étendu)

Pourquoi devrait-on observer en radio à 21 cm le champ de la galaxie Phoenix? Comment peut-on supposer la présence d'hydrogène neutre (HI) dans l'environnement étendu de cette galaxie? Les premières observations HI de Phoenix (Morras & Bajaja, 1986) ont en effet relevé un faible signal à une vitesse $V(\text{l sr}) = 128 \text{ km s}^{-1}$, se déployant sur une région étendue. On semblait alors toutefois éliminer la possibilité que ce HI soit associé à la galaxie, vu l'association fort probable avec le Courant Magellanique, ce dernier étant près de Phoenix ($\sim 7^\circ$ dans le ciel) à une vitesse assez similaire (Mathewson, Clearly & Murray, 1974). La possibilité qu'une partie du gaz détecté soit néanmoins reliée à Phoenix n'était pas rejetée. Cependant le fait qu'aucune vitesse radiale optique ne soit disponible pour cette galaxie empêchait (et empêche toujours) de trancher la question. En utilisant pour distance la valeur estimée de 450 kpc (van de Rydt, Demers & Kunkel, 1991), contrairement aux auteurs ci-haut mentionnés qui utilisait alors la valeur surévaluée de 1.85 Mpc obtenue par Canterna et Flowers (1977), la masse de HI alors détectée serait de $M_{HI} \sim 1.2 \cdot 10^6 M_\odot$ dans le cas d'une association avec Phoenix et $M_{HI} \sim 2.1 \cdot 10^4 M_\odot$ dans le cas inverse (appartenance au MS).

D'autres observations ont révélé des émissions HI à des vitesses héliocentriques de 56 km s^{-1} et 140 km s^{-1} (Carignan, Demers & Côté, 1991). Alors que le signal à 140 km s^{-1} correspond probablement au Courant Magellanique, celui à 56 km s^{-1} pourrait être associé à Phoenix. Avec l'estimé de distance $\sim 400 \text{ kpc}$ les auteurs évaluèrent $M_{HI\text{tot}} \simeq 1 \cdot 10^5 M_\odot$ et $M_{HI}/L_V \simeq 0.07 M_\odot/L_{V\odot}$. Apparemment centrée sur la composante stellaire (bien que non-coïcident), on croit que l'émission pourrait s'étendre de façon asymétrique.

Encore plus récemment, Young & Lo (1997) ont détecté deux nuages de HI, aucun n'étant coïcident avec la galaxie optique (figure 9). Ces auteurs n'ont pas détecté de signal à 140 km s^{-1} . À une vitesse héliocentrique de -23 km s^{-1} ,

le premier nuage de dimensions $7' \times 4'$ s'incurve autour des côtés sud et ouest, près de l'image optique, cette forme suggérant une association possible avec la galaxie. Le second nuage à 55 km s^{-1} , situé à $\sim 10'$ au sud de la composante stellaire, a une dimension de $11' \times 3'$. Dans l'éventualité où le gaz serait associé à Phoenix ($\sim 450 \text{ kpc}$), on obtient des masses de HI de $\sim 1.2 \cdot 10^5 M_{\odot}$ pour le nuage à -23 km s^{-1} et de $\sim 7.6 \cdot 10^4 M_{\odot}$ pour celui à 55 km s^{-1} . Si ces composantes sont plutôt reliées au Courant Magellanique ($\sim 60 \text{ kpc}$), les valeurs obtenues sont respectivement de $\sim 2.2 \cdot 10^3 M_{\odot}$ et $\sim 1.4 \cdot 10^3 M_{\odot}$. Il serait intéressant de vérifier si les nuages mentionnés s'avèrent isolés ou s'ils font partie de structures plus étendues.

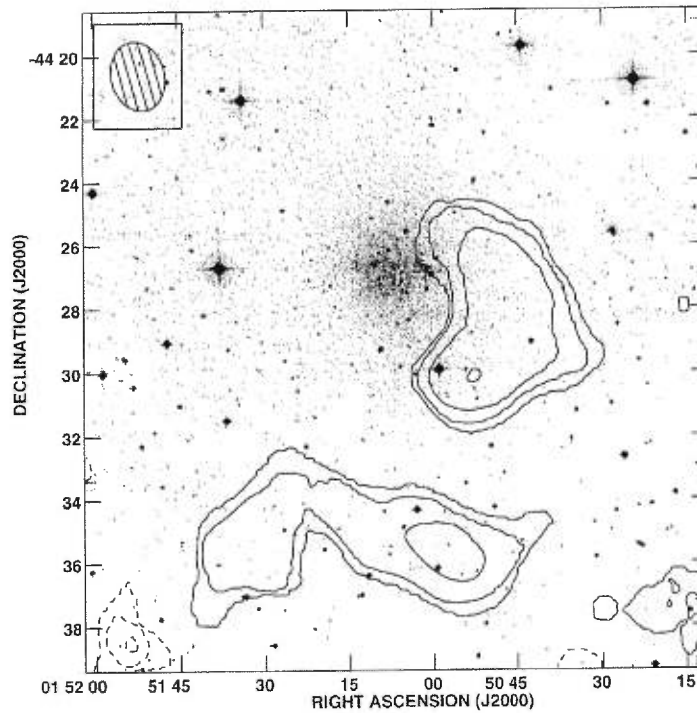


FIG. 9. Distribution HI de Phoenix, par Young & Lo (1997).
Les contours sont de $(-2, -1, -0.5, 0.5, 1, 2, 4) \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$.

En guise d'appui, on peut se référer à nouveau à l'exemple de Sculptor

(Carignan *et al.*, 1998). Ainsi, on peut sans doute acquiescer à la suggestion selon laquelle les naines sphéroïdales pourraient avoir du signal HI très étendu, avec une distribution en anneau ou encore une géométrie bimodale complexe (Puche & Westpfahl, 1994). Cette dernière hypothèse justifie la nécessité d'observations avec un champ étendu (mosaïque).

Chapitre 2

Analyse des données

2.1 Observations

Le champ de Phoenix fut observé en radio à 21 cm (raie de l'hydrogène neutre), au ATCA (Australia Telescope Compact Array) en septembre 1996. Les observations ($3 \times 12\text{h}$) furent prises par Tom Oosterloo et Stéphanie Côté. Le ATCA est constitué de 6 antennes mobiles de 22 m, situées sur deux rails s'étendant sur 6 km au total : le premier rail (à l'est) étant de 3 km, et le second, plus éloigné à l'ouest, faisant 61 m. Disposées au long de ces rails, selon une ligne exacte est-ouest, on retrouve 37 stations ou positions possibles pour les antennes, chaque station étant située en distance (par rapport à celle plus à l'est) à un multiple entier de 15.306 m. Différentes combinaisons sont donc possibles. Dans le cas présent, la configuration adoptée était celle appelée l'Array 375, où les antennes occupaient les stations 2, 6, 8, 9, 10 et 37. Par rapport à la station la plus à l'est, les distances étaient respectivement de 30.6, 153.1, 214.3, 244.9, 489.8 et 6000 mètres. Soulignons que la sixième antenne, placée à la 37e station (à plus de 5.5 km de la cinquième antenne), ne fut pas utilisée.

Chaque antenne radio constitue un interféromètre avec les autres. Ainsi, deux à deux, les cinq antennes retenues formaient dix interféromètres. Entre la distribution de brillance radio du ciel et la réponse d'une antenne radio de base (baseline), il existe une relation de transformée de Fourier : c'est ce sur quoi repose le principe de synthèse d'ouverture (Ryle & Hewish, 1960).

L'orientation des antennes de base variant avec la rotation de la Terre, des observations à différents angles horaires correspondront de ce fait à différentes orientations. Douze heures d'observation constituent un excellent balayage. Puisque le signal attendu s'avérait plus large que le faisceau primaire du ATCA ($\sim 30' \times 30'$), une mosaïque fut donc élaborée en pointant successivement 9 champs, le champ central étant à la position de Phoenix.

Lors d'observations radio, il importe de pouvoir se référer à une source compacte pour laquelle la densité de flux est constante, non-polarisée et connue. La source standard au ATCA pour la calibration primaire d'amplitude se nomme 1934–638. Ce calibrateur doit être observé à chaque séance d'observation, ceci étant requis afin de calibrer l'amplitude des antennes, lesquelles sont davantage affectées par l'électronique que par l'atmosphère pour de courts intervalles de fréquence. On doit également regarder une source compacte située aussi près que possible de la source ciblée : c'est le calibrateur secondaire de phase. Ces observations sont nécessaires pour corriger les changements en gain et en phase causés par les oscillations locales et les instabilités atmosphériques. Pour Phoenix, ce calibrateur fut la source 0208–512. Plus tard, lors du traitement, une antenne de référence sera sélectionnée, et les données de chaque antenne seront mises en phases avec cette dernière.

L'analyse des observations fut effectuée à l'aide du logiciel MIRIAD, Multichannel Image Reconstitution Image Analysis and Display (Sault, Teuben & Wright, 1995). Pour une description plus détaillée de la procédure, se référer à l'appendice A à la fin de cet ouvrage.

On effectue une transformée de Fourier sur les données. Après rejet des données corrompues (“flagging”) et calibrations (flux, phase), les cartes radio seront obtenues. Chaque carte correspond à une vitesse donnée et représente, pour cette vitesse, la distribution de brillance radio par rapport aux coordonnées spatiales (ascension droite RA, déclinaison DEC). Ainsi, nous avons 512 canaux,

donc 512 cartes s'échelonnant en vitesse, avec un incrément de 3.298 km s^{-1} entre chaque carte. L'ensemble de ces cartes constitue ce que l'on appelle un cube.

Après inspection des cartes, on détermine lesquelles contiennent de l'émission HI et lesquelles ne contiennent que de l'émission continue. Le continu, constitué des cartes moyennées situées au début et à la fin du spectre observé, sera par la suite soustrait des cartes d'émission. De la sorte, uniquement l'émission HI demeurera dans les cartes. Sur les 512 canaux initiaux, nous avons considéré que les canaux 50 à 215 et 290 à 475 ne contenaient que de l'émission continue.

Une fois le continu soustrait, il s'agit de sélectionner les canaux pertinents. Dans le cas présent, 96 canaux furent choisis, pour des vitesses s'échelonnant de -116 à 197 km s^{-1} . De la sorte, la vitesse centrale s'avère 39 km s^{-1} , pour une fréquence centrale de 1420.2 MHz . La résolution des cartes est de $25''/\text{pix}$ (arcseconde par pixel) pour un faisceau de $127'' \times 94''$. Le bruit alors obtenu (pour une portion de la carte ne contenant pas d'émission) est de 4.0 mJy/beam . À titre d'exemple, une de ces cartes est présentée à la page suivante (Figure 1).

2.2 MOSMEM vs MOSSDI

2.2.1 Problématique

Une fois les cartes radio obtenues, après soustraction du continu, il s'agira de "nettoyer" les cartes, pour corriger la réponse imparfaite et incomplète de l'instrument. En effet, les mesures ne pouvant être effectuées à toutes les longueurs de base possibles, cela crée dans les cartes des ellipses concentriques entourant les sources, de même que des dépressions négatives autour de ces dernières, rendant la distribution non-uniforme (se référer à la Figure 1). Pour éliminer cette résultante artificielle, on a recours à des algorithmes implantés dans MIRIAD.

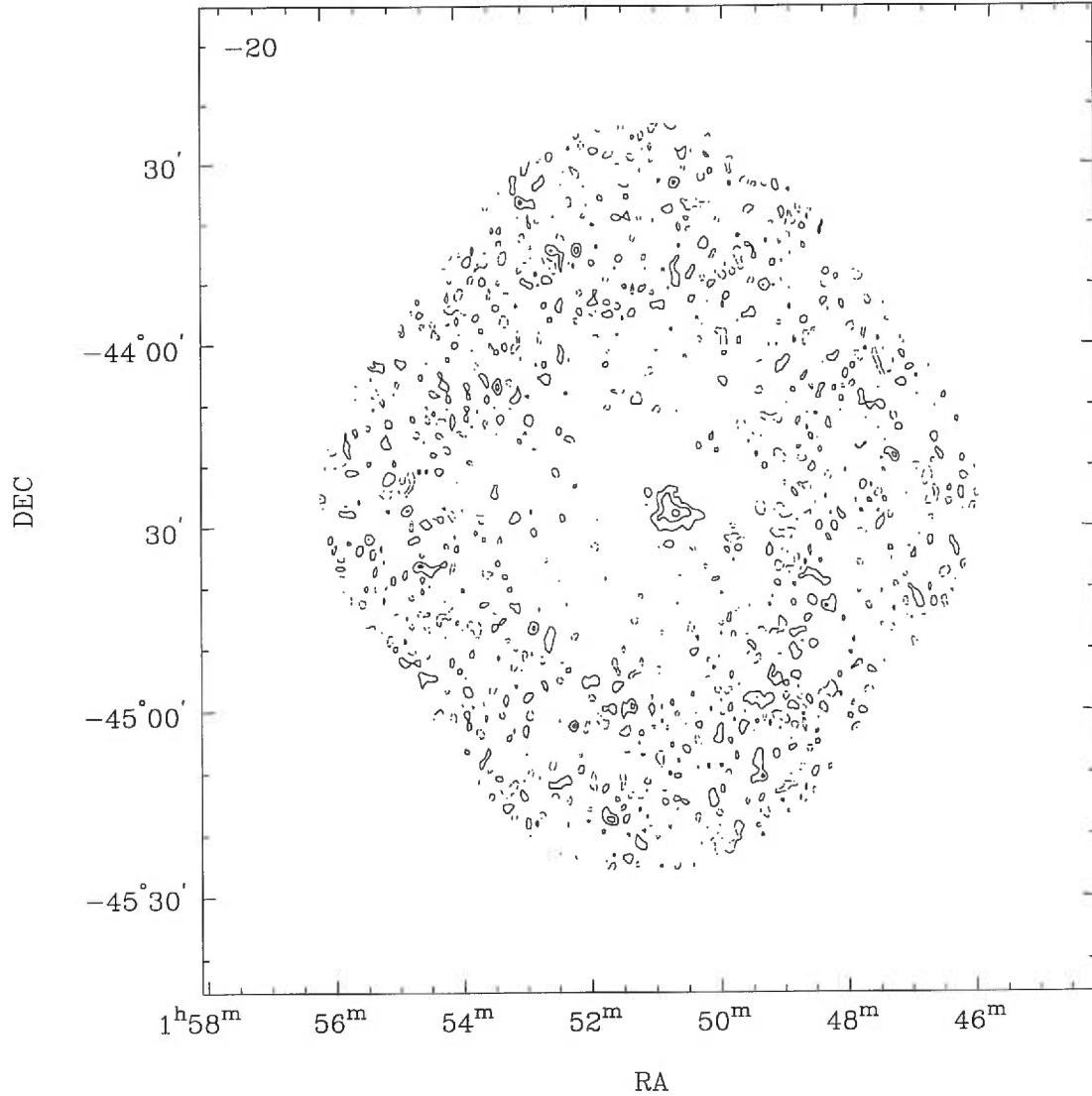


FIG. 1. Carte de la distribution de brillance HI, à une vitesse héliocentrique de -20 km s^{-1} , avant nettoyage. Les contours sont de $-2.5, 2.5, 5, 7.5 \sigma$ ($\sigma = 4.0 \text{ mJy/beam}$). Notez que les contours négatifs sont en pointillés.

Deux approches différentes ont été ici considérées : la méthode d'entropie maximum MOSMEM (Cornwell & Evans, 1985), et la méthode MOSSDI élaborée par Steer, Dewdney & Ito (1984). Ces deux tâches s'appliquent au nettoyage spécifique des cartes mosaïques. La tâche MOSSDI se veut l'équivalent de l'algorithme CLEAN (Hogbom, 1974) du logiciel AIPS, mais modifié pour des cartes mosaïques ; par itérations, on soustrait, dans chaque carte, chaque composante et sa réponse instrumentale, il y a ensuite restitution (RESTOR) de celles-ci sans leurs réponses instrumentales. La méthode MOSMEM effectue des itérations jusqu'à l'obtention d'une solution la plus près du résultat recherché. Pour ce faire, il faut spécifier comme paramètre soit un modèle de carte à atteindre ou encore une valeur estimée pour le flux intégré de la source (on voit l'inconvénient ici, il faut avoir à l'avance une idée du résultat).

2.2.2 Procédure MOSSDI

L'approche MOSSDI, jugée plus simple, fut d'abord tentée. En premier lieu, une fois les cartes contenant de l'émission déterminées, on doit délimiter les régions entourant cette dernière. Plusieurs possibilités existent : on peut prendre toute la carte, une seule boîte entourant plusieurs nuages d'émission, plusieurs boîtes ou encore un polygone complexe. Pour chaque signal, nous avons d'abord sommé les cartes avec émission pour déterminer une première boîte générale autour de l'émission de la carte résultante. Une fois la région d'intérêt spécifiée, il s'agissait de préciser une valeur de coupure, signifiant l'arrêt du processus d'itérations si le maximum venait à dépasser cette limite. Après quelques tests, cette valeur fut fixée à 6 mJy/beam (1.5σ). Dans un but comparatif, un nettoyage fut également effectué sans préciser aucune région (donc sur les cartes complètes), le temps d'itération s'avère alors inutilement beaucoup plus élevé pour une moins bonne résolution.

Après le nettoyage et la restauration, on effectue une convolution, ce qui

produit des cartes à résolution plus faible (augmentation du faisceau) et améliore le rapport signal/bruit dans les régions externes. Le faisceau a ainsi été circularisé, passant de $127'' \times 94''$ à $180'' \times 180''$.

L'étape suivante, à savoir la production des moments, n'ayant pu être réalisée avec satisfaction avec MIRIAD, les données ont donc été transférées dans le logiciel AIPS, Astronomical Image Processing System (Cotton, 1987). Les moments non-normalisés sont décrits par l'équation générale suivante :

$$M_n = \int I(v)v^n dv$$

Ainsi, puisque chaque carte représente l'émission HI pour une vitesse donnée, le moment zéro (M_0) qui se veut l'addition des cartes contenant de l'émission représente donc la distribution totale du HI. Quant au moment un (M_1), la moyenne du profil HI, il représente le champ des vitesses, c'est-à-dire les composantes des vitesses de rotation selon la ligne de visée en fonction des coordonnées spatiales. Le second moment (M_2), la largeur du profil, correspond à la dispersion des vitesses.

On utilise les moments zéro obtenus lors de cette étape préliminaire pour déterminer de nouvelles régions-contour plus précises autour de l'émission. La procédure MOSSDI est alors effectuée à nouveau sur les cartes originales non-nettoyées, avec les régions d'intérêt mieux spécifiées cette fois. La Figure 2 présente une carte nettoyée avec MOSSDI et non-convoluée. On reconvoque et l'on recrée ensuite les moments. La Figure 3 présente une carte ainsi nettoyée et convoluée.

On peut ensuite obtenir le profil global, en intégrant le flux de l'émission $S(v)$ dans chaque carte. Après avoir obtenu la brillance de surface résultante pour chaque canal, à l'aide de la tâche BLSUM dans AIPS, les résultats sont traités par un programme qui, en plus de tracer le profil global correspondant, calculera entre autres le flux total associé (nous y reviendrons plus loin).

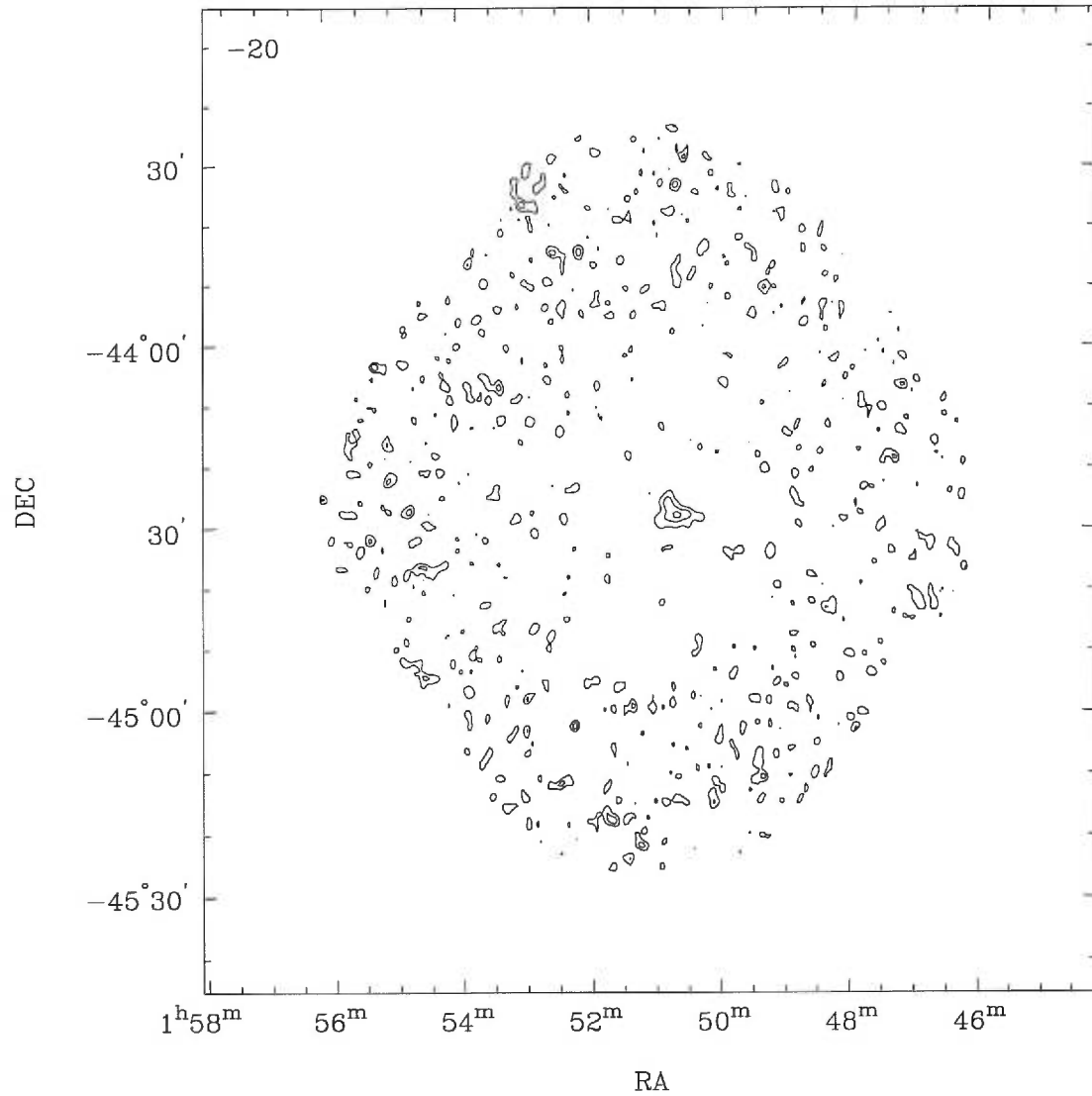


FIG. 2. Même carte qu'à la figure précédente, après nettoyage MOSSDI. Les contours sont de 2.5, 5, 7.5 σ ($\sigma = 3.4$ mJy/beam). Le bruit s'avère moins élevé, de même que les composantes de flux négatives sont réduites.

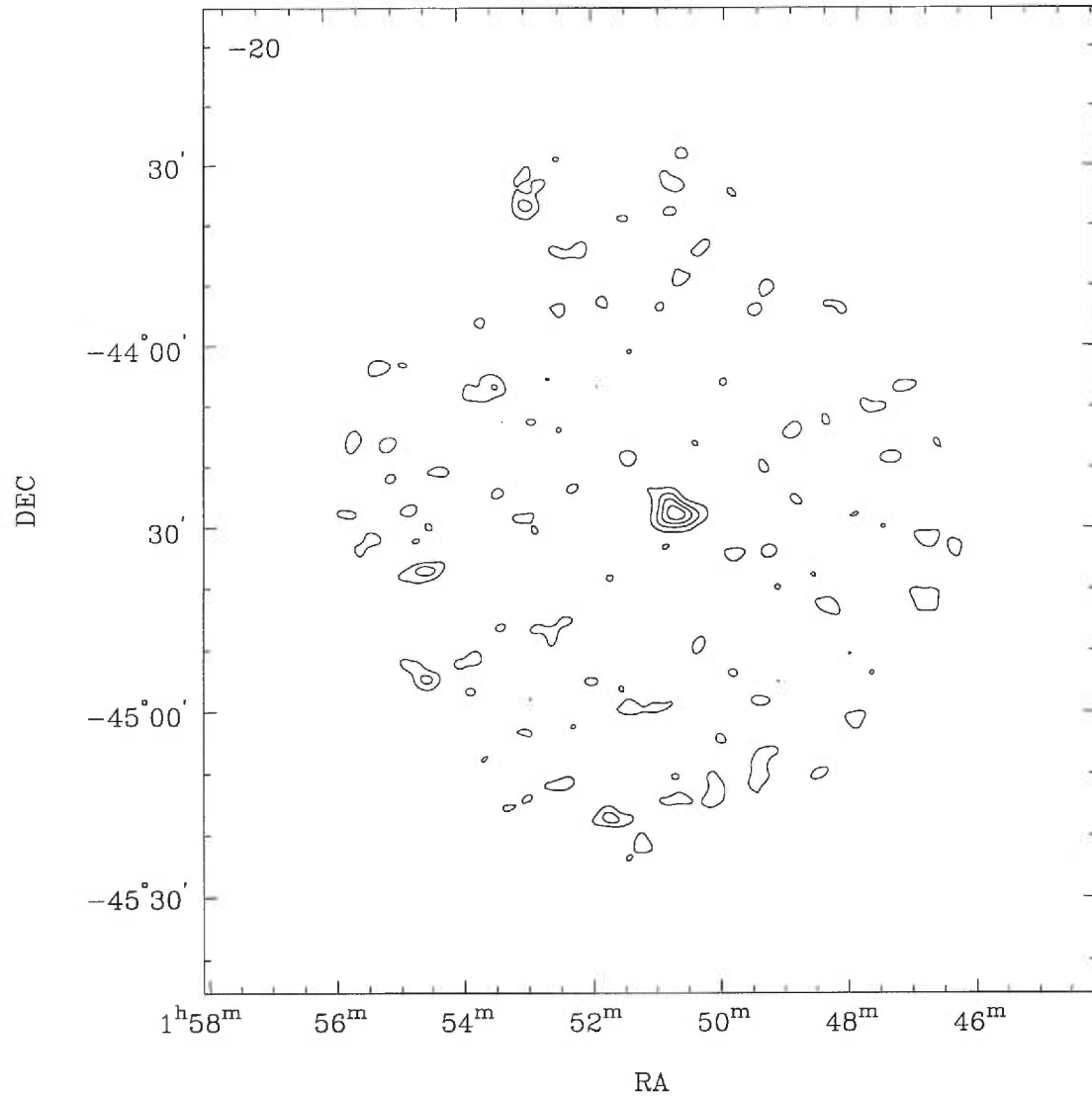


FIG. 3. Même carte qu'à la figure précédente, après convolution. Les contours sont de 2.5, 5, 7.5, 10 σ ($\sigma \simeq 4.5$ mJy/beam). Le rapport signal/bruit est plus élevé, de même que la distribution du bruit y est plus uniforme.

2.2.3 Procédure MOSMEM

Concernant l'approche MOSMEM, moins familière que l'approche MOSSDI, deux façons distinctes de procéder sont proposées :

Une première façon consiste à imposer comme paramètres une région-contour (déjà déterminée avec MOSSDI à l'étape précédente) ainsi qu'un estimé du flux intégré de la source, utilisant ici les valeurs de flux précédemment obtenues à l'aide du profil global. Toutefois, malgré le grand nombre d'itérations permises, nous ne sommes pas parvenus à obtenir des résultats convergents.

Après de nombreux essais non-concluants, on a délaissé cette approche au profit de la seconde, qui considère comme paramètre un modèle estimé de l'image déconvoluée à atteindre, ce modèle devant avoir des unités Jy/pix (alors qu'une image normale convoluée possède des unités Jy/beam). Cette méthode nous évite de préciser le flux associé, un paramètre peut-être mal interprété. Après nombres de tentatives exploratoires infructueuses, les cartes résultantes de MOSSDI furent choisies comme modèle, après avoir appliqué un facteur de conversion pour transformer les unités originales en Jy/pix. On obtient de la sorte des résultats convergents qui permettent de créer ensuite les moments associés. La Figure 4 nous montre le même canal représentatif que les figures précédentes, nettoyé avec MOSMEM cette fois-ci.

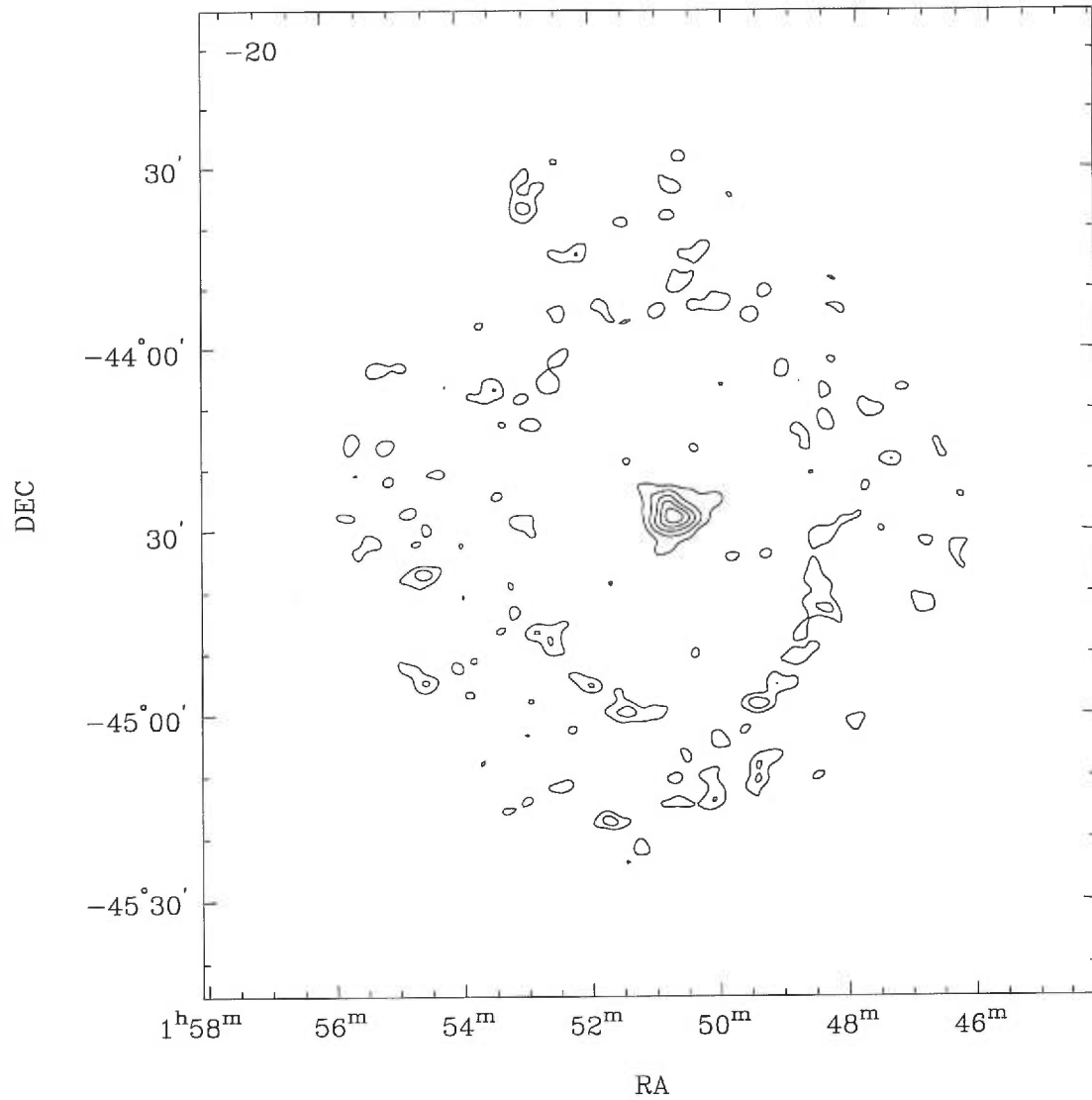


FIG. 4. Même carte qu'aux figures précédentes, nettoyée avec MOSMEM et convoluée. Les contours sont de 2.5, 5, 7.5, 10, 12.5 σ ($\sigma \simeq 4.5$ mJy/beam). La distribution du bruit y est moins uniforme, de même que l'on remarque une ellipse artificielle entourant la région centrale. L'aspect du signal au niveau inférieur de bruit (2.5 σ) diffère également.

2.2.4 Comparaison des résultats

Il s'agit de déterminer, pour le type de données que nous analysons, quelle méthode s'avère la plus pertinente : MOSMEM ou MOSSDI ? Pour ce faire, on doit comparer les résultats obtenus avec chaque méthode, en n'oubliant pas que le but recherché est l'obtention du meilleur rapport signal/bruit possible : on doit donc regarder le bruit, ainsi que l'aspect des cartes et des moments obtenus. Puisque la première composante de vitesse (ch.23–34) semblait la plus simple à évaluer vu l'aspect assez compact du signal, elle fut donc choisie comme carte-test.

Après analyse, il appert que le flux semble plus élevé avec MOSMEM . La simple visualisation du signal "nettoyé" résultant (se référer aux figures 3 et 4 précédemment montrées), nous indique cependant que MOSMEM semble créer des structures artificielles, la distribution y est aussi moins uniforme que pour MOSSDI, de même que l'aspect du signal au niveau du contour le plus faible (2.5σ) apparaît biaisé. Également, la comparaison des moments zéro résultants (voir Figures 5 et 6) tend à indiquer que MOSSDI serait supérieur à MOSMEM pour le cas présent. En effet, le signal semble perdre en résolution avec la méthode MOSMEM, il prend une apparence circulaire quelque peu biaisée par rapport au premier résultat de MOSSDI. Ainsi, nous avons jugé que l'approche MOSSDI s'avérait en l'occurrence la plus appropriée vu ses résultats plus probants.

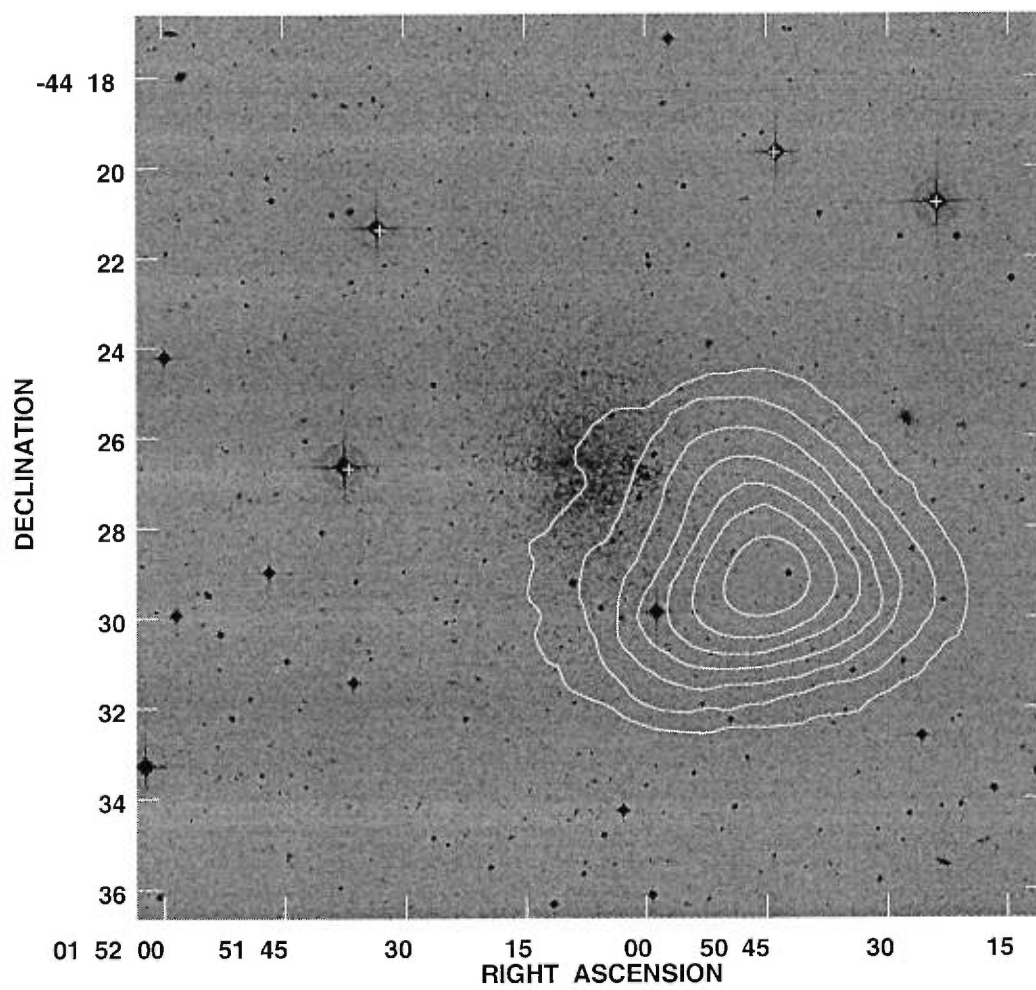


FIG. 5. Distribution HI (méthode MOSSDI).

Les contours sont de $0.5, 1.0, 1.5, 2.0, 2.5, 3.0, 3.5 \cdot 10^{19}$ atomes cm^{-2} .

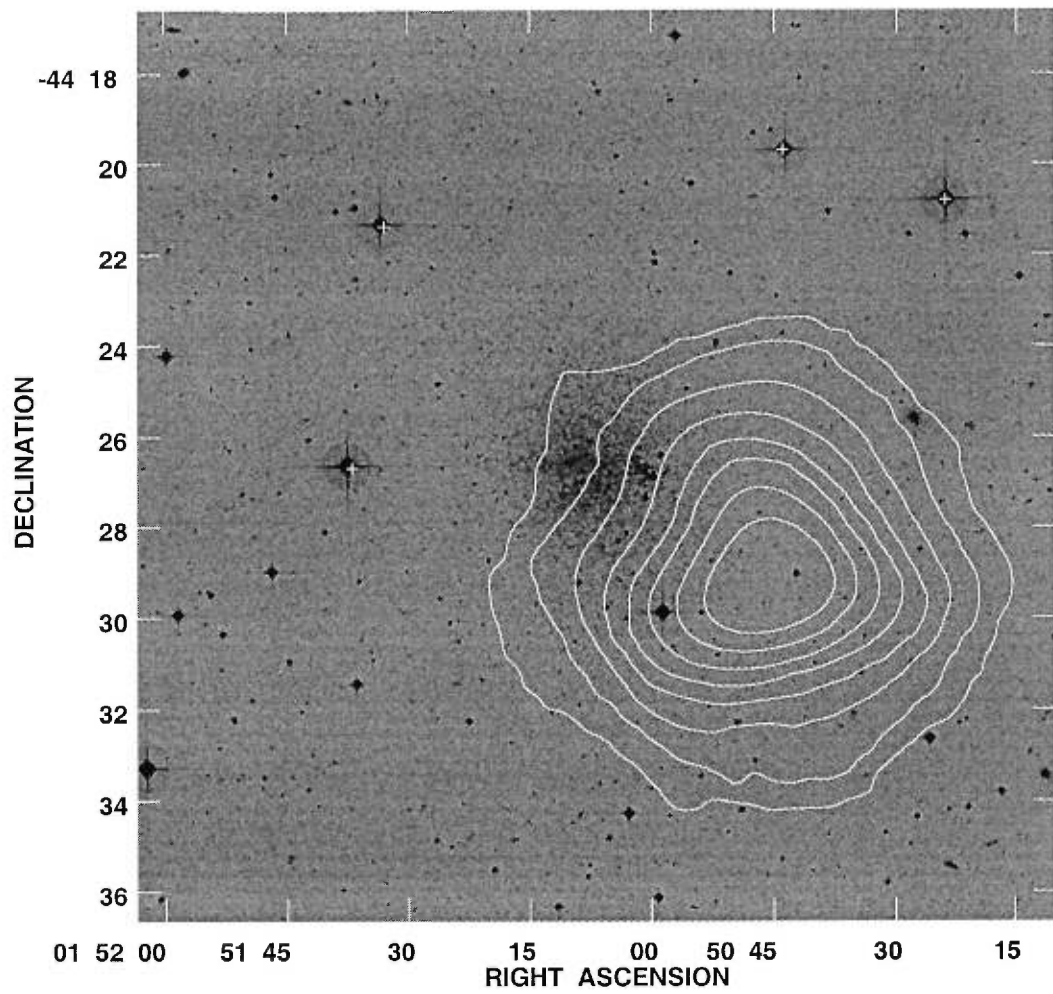


FIG. 6. Distribution HI (méthode MOSMEM).

Les contours sont de $0.5, 1.0, 1.5, 2.0, 2.5, 3.0, 3.5 \cdot 10^{19}$ atomes cm^{-2} .

2.3 Détermination des composantes de vitesse

Il importe de bien définir quelles sont les composantes de vitesses susceptibles de présenter un quelconque intérêt. Une première inspection a bien révélé les cartes contenant de l'émission, et toutes les cartes ont par la suite été nettoyées, une boîte entourant le signal lorsque nécessaire.

Des cartes de moments ont donc été constituées pour chaque composante de vitesse. Notons que le moment zéro de la cinquième composante potentielle (canaux 42–47) apparaissait très faible, le signal étant en fait assez dispersé, avec une concentration convenable (quoique faible) en un seul point minuscule assez éloigné de la galaxie (c'est pourquoi nous l'avons considéré d'intérêt moindre).

Le programme “global” (déjà mentionné plus haut) permet de tracer le profil global de la galaxie. Il s'avère pertinent à cette étape de corriger les données pour l'atténuation du faisceau primaire. En effet, on doit tenir compte de ce que la réponse d'une antenne diminue lorsque l'on s'éloigne du centre du faisceau (ainsi, au ATCA, on note une diminution d'efficacité de 50 % à $\sim 15'$ du centre). On doit donc corriger la sensibilité relative à travers l'image. Cette correction s'effectue avec la tâche LINMOS dans MIRIAD pour des cartes mosaïques. Les cartes ainsi corrigées étant fort bruyantes, surtout dans les régions limites du champ, elles ne sont généralement pas utilisées pour la création des moments, mais donnent vraiment un meilleur aperçu du flux “réel”.

Les figures 7 et 8 présentent respectivement le profil global, avant et après la correction du faisceau primaire. On peut déterminer le flux total associé à chaque composante, ainsi que les vitesses héliocentriques associées (vitesse moyenne à 20% et 50% des maxima), la masse du HI correspondant, ainsi que quelques facteurs de conversion pertinents (telles la température équivalente, la densité de colonne HI).

La masse de HI se calcule comme suit :

$$M_{HI} = 2.356 \cdot 10^5 \cdot D^2 \int SdV$$

où D est la distance supposée et $\int SdV$ représente le flux de l'émission HI intégré sur les vitesses. Pour le cube convolué non-corrigé (à partir duquel les cartes de moment ont été créées), la température équivalente fut évaluée à 0.02 K, tandis que la relation suivante fut obtenue :

$$1 \text{ mJy/beam km s}^{-1} = 3.38 \cdot 10^{16} \text{ atomes cm}^{-2}.$$

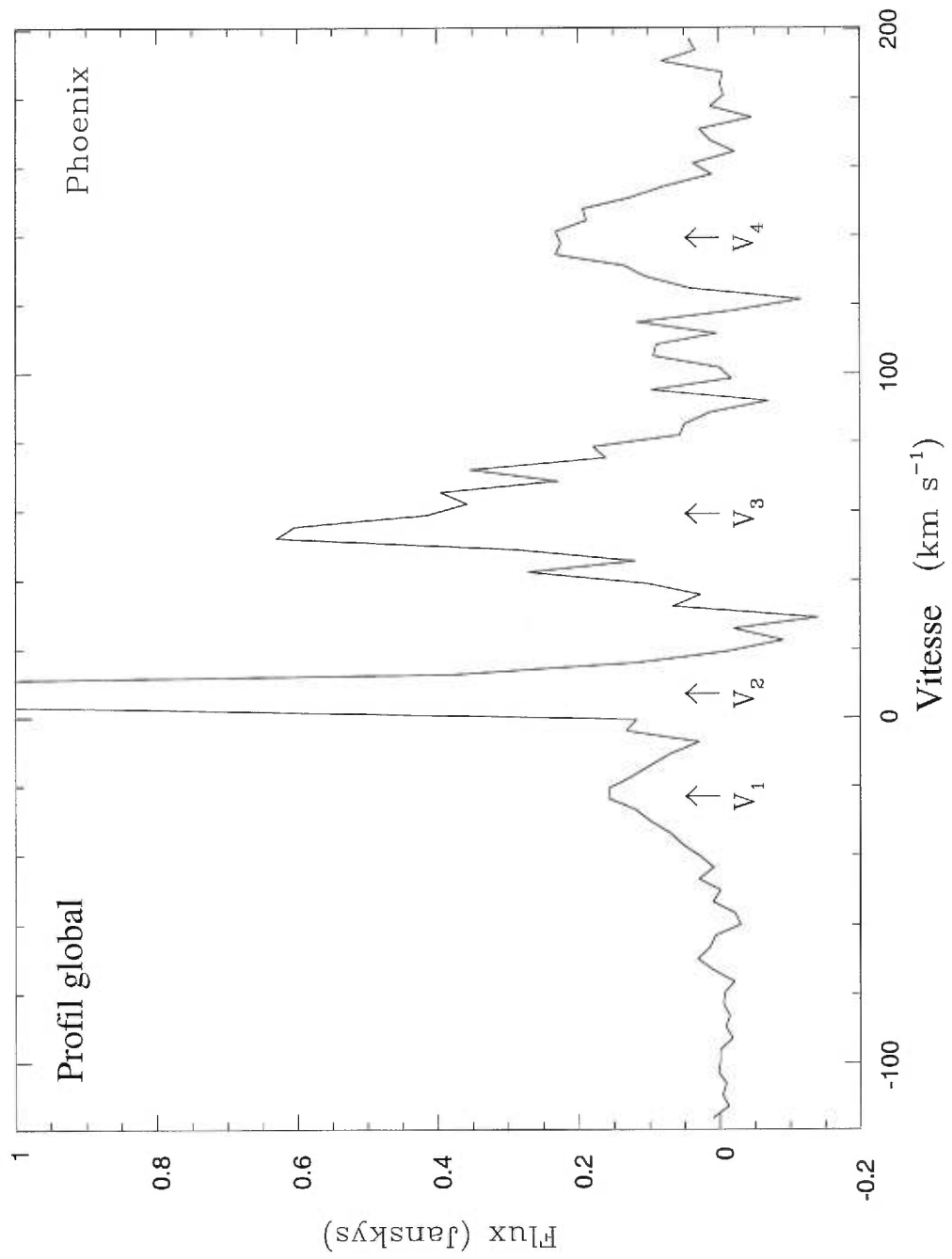


FIG. 7. Profil global HI, avant la correction du faisceau primaire.

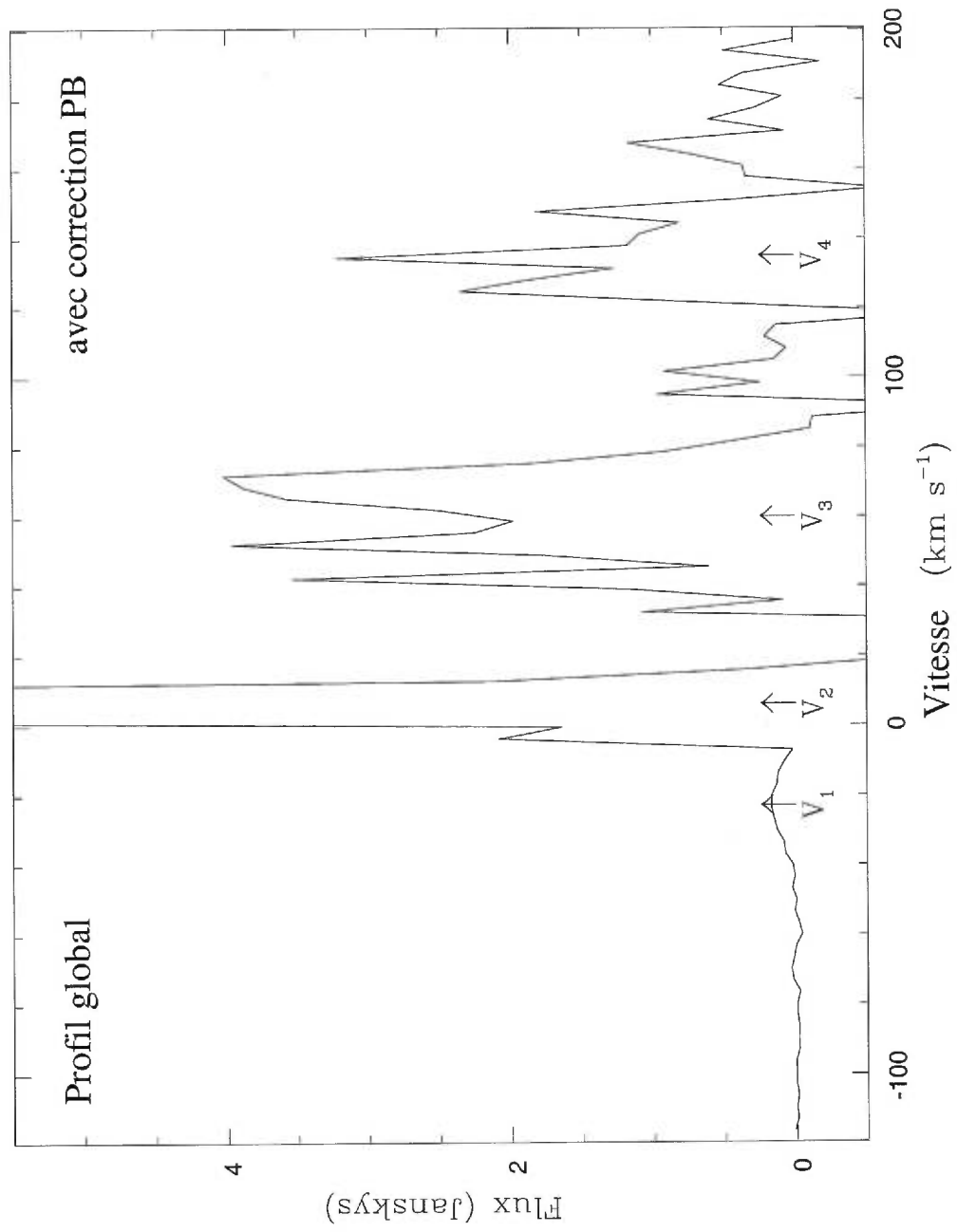


FIG. 8. Profil global HI, après la correction du faisceau primaire.

Le tableau ci-dessous résume les principaux résultats obtenus :

TAB. I. Paramètres associés aux différentes composantes de vitesse

canaux	vitesse	V_{sys}	ΔV_{50}	ΔV_{20}	flux global	M_{HI}
#	km s ⁻¹	km s ⁻¹	km s ⁻¹	km s ⁻¹	Jy km s ⁻¹	10 ⁶ M_{\odot}
23-34	-43.4/ -7.1	-22.9±0.6	23	32	4.0±0.1	0.19
35-41	- 3.8/ 16.0	6.9±0.8	6	11	192.8±3.5	
48-61	39.0/ 81.9	59.2±2.5	26	34	106.9±4.8	5.1
			(35)	(42)		
74-82	124.8/151.2	139.7±4.0	25	29	44.0±2.2	2.1

Remarquons que la largeur des raies à mi-hauteur (ΔV_{50}) et à 20 % (ΔV_{20}) du maximum de chaque composante (il s'agit d'un estimé) peuvent constituer des éléments d'analyse intéressants. En effet, une galaxie ayant la masse de Phoenix ($\sim 3 \cdot 10^7 M_{\odot}$) présente typiquement des largeurs $\Delta V_{50} \sim 20$ km s⁻¹ et $\Delta V_{20} \sim 35$ km s⁻¹ (Carignan, communication privée), similaires à ce que l'on observe dans le tableau ci-haut pour les composantes de vitesse à -23 , $+59$ et 140 km s⁻¹. Cette situation nous empêche donc de décider quelle composante serait associée à Phoenix, puisque les largeurs calculées ne diffèrent pas suffisamment des prédictions théoriques. Le profil global de la composante à 59 km s⁻¹ présente un premier pic suivi d'un double pic dont le flux maximal est légèrement supérieur. Ainsi, on peut calculer les largeurs caractéristiques en excluant ou incluant le premier pic, ce qui donne des résultats assez différents. Si l'on inclut le premier pic (résultat indiqué entre parenthèses dans le tableau), les largeurs obtenues sont alors supérieures à ce qui est attendu pour une galaxie comme Phoenix. Cependant, même en considérant ces dernières valeurs, on ne peut porter de conclusion tranchante quant à l'association possible de cette composante avec Phoenix. De même, la quatrième composante à 140 km s⁻¹, associée au Courant Magellanique de par

sa vitesse, présente peu d'écart en termes de largeurs caractéristiques avec les composantes à -23 et 59 km s^{-1} . Il faut noter que cette émission présente trois pics relativement distincts, rendant quelque peu incertain le calcul des largeurs totales. Les valeurs caractéristiques pour le HI galactique sont de $\Delta V_{50} \sim 10 \text{ km s}^{-1}$, ce qui confirme nos suppositions quant à l'origine de la composante détectée à 7 km s^{-1} .

La correction due à l'atténuation du faisceau primaire s'avère un facteur important à considérer, cette correction affectant particulièrement le signal à la frontière du champ observé. Ainsi, cette correction affecte très peu le signal à -23 km s^{-1} , ce dernier étant concentré près du centre, tandis que les autres composantes ont vu leur flux augmenter considérablement (comparer les profils). Les vitesses indiquées sont celles obtenues avec le profil non-corrigé, jugées plus précises ; les autres informations spectrales proviennent du profil corrigé où l'augmentation du flux dans les régions externes accentue la démarcation de certains pics d'émission. Le niveau de bruit pour le flux global (et par extension pour M_{HI}) se trouve de la sorte décuplé pour les composantes s'étendant vers les limites du champ. Les valeurs de flux intégrés permettent ici une meilleure analyse que les largeurs de raies, vu les écarts marqués permettant une nette différentiation. La dernière colonne du tableau indique les masses de HI calculées à partir des valeurs de flux, considérant que les composantes se trouvent à la distance de Phoenix ($\sim 450 \text{ kpc}$). Ces données (flux global et M_{HI}) seront discutées au prochain chapitre.

Les cartes de moments pour chaque composante de vitesse seront présentées et commentées au chapitre suivant. Notons que sur les figures qui seront présentées, les moments zéro ont été superposés à l'image optique correspondante de la galaxie. Pour ce faire, une mosaïque a dû être créée, vu l'impossibilité d'extraire des images d'un diamètre aussi large que celui désiré ($120'' \times 120''$).

Chapitre 3

Pré-tirage : 'HI in the field of the dIrr/dSph galaxy Phoenix'

Julie St-Germain, Claude Carignan,

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

and

Tom Oosterloo,
Istituto di Fisica Cosmica, Milano, Italy

ABSTRACT

New results are presented for a mosaic mapping of the HI in the field of the Local Group dwarf galaxy Phoenix. The observations, obtained with the Australia Telescope Compact Array, cover an area of $\sim 2^\circ \times 2^\circ$. Four velocity components are identified, at heliocentric velocities of -23 , 7 , 59 and 140 km s $^{-1}$. While the gas at 7 km s $^{-1}$ is of Galactic origin and the gas at 140 km s $^{-1}$ is most likely associated with the Magellanic Stream, the situation for the two other components is unsure. However, it is suggested that the component at -23 km s $^{-1}$ is probably associated with Phoenix because : 1) it has a compact structure and is only slightly offset from the optical image, 2) its HI mass of $\sim 10^5 M_\odot$ is what can be expected in such a system, 3) it has a definite velocity gradient, 4) its location west of Phoenix

is compatible with the already suspected self-propagation from east to west of the last star-formation episode. Because of the large mass ($\sim 5 \cdot 10^6 M_{\odot}$) implied if at the distance of Phoenix, and also because of its large extent, the component at $+59 \text{ km s}^{-1}$ is most likely not associated. Optical velocities are still needed to confirm or not those possible associations.

I- Introduction

Dwarf spheroidal galaxies (dSph) are the least luminous and least massive galaxies known. It is usually assumed that they are devoid of any gaseous component. In the Local Group, dSph's are mainly located close to the Milky Way (MW) and M31. In fact, this proximity to large spirals has often been used to explain why they contain so little HI; the gas could have been tidally disrupted by those nearby massive galaxies (Irwin & Hatzidimitriou, 1995). Contrary to dwarf ellipticals (dE), dSph's lack pronounced nuclei and show very low central concentrations. According to our understanding of the processes of star-formation (SF), dSph's could not have been formed at the low densities observed; a starburst event must have taken place between this first epoch of formation and the present (Gallagher & Wyse, 1994).

Dominated by old (12–15 Gyr) or intermediate-age (3–7 Gyr) stellar populations, dSph's offer a great diversity in terms of their SF histories (Grebel, 1998). For example, Ursa Minor (Olszewski & Aaronson, 1985) contains almost exclusively very old stars of ages similar to those of globular clusters, while Carina (Hurley-Keller, Mateo & Nemeč, 1998; Mighell, 1997) and Fornax (Stetson, 1997) seem to be dominated by intermediate-age populations.

Apart from the *bona fide* dSph's (with nine of them in the vicinity of the MW), other galaxies in the Local Group present morphology and stellar populations which may suggest their possible membership to the dSph family. However,

some of those systems show signs of recent SF : they may thus contain more HI than dSph. Following Mateo (1998), these galaxies are classified dIrr/dSph, being intermediate between dwarf irregular (dIrr) and dSph galaxies. Phoenix, LGS-3, Antlia, DDO 210 and Pegasus seem to fit in this particular category. One may notice that these transition galaxies are further away from the MW and M31 : they are more isolated than the other dSph's. This may explain why they could have retained some gas, being less affected by the gravitational potential of a nearby massive galaxy.

Some suggestions have been made according to which dSph's could be relics of extremely low luminosity dIrr galaxies (Ferguson & Binggeli, 1994 ; Puche & Westpfahl, 1994). The dIrr's would have had their gas depleted by strong bursts of star-formation. In this vein, Phoenix could represent an interesting link to understand dwarf galaxy evolution in the Local Group.

As a member of the Local Group, Phoenix ($\Delta \sim 450$ kpc) is a low-surface brightness dwarf galaxy ($M_V \simeq -9.9$) with a dominant old metal-poor stellar population (van de Rydt, Demers & Kunkel, 1991). Its physical parameters are summarized in Table I. Recent SF that has occurred ~ 150 Myr ago suggests that Phoenix could have retained a substantial amount of neutral gas until very recently. Some of it should still be in the neighbourhood of Phoenix if expelled during that last episode of SF. Because of that young stellar component, Carignan, Demers & Côté (1991) suggested that Phoenix could be of intermediate type, between dIrr and dSph galaxies (dIrr/dSph).

A recent photometric study revealed in more details the young stellar populations in the central component of Phoenix (Martinez-Delgado, Gallart & Aparicio, 1999). It appears that the youngest blue stars (blue plume), indicating recent SF, are mainly concentrated in the western part, while core helium burning stars (HeB, ~ 0.8 Gyr) are mainly found in the eastern part. This particular distribution suggests that the centroid of recent SF has self-propagated from east

to west across the central regions of Phoenix.

Carignan, Demers & Côté (1991) carried out a HI Parkes single-dish survey of Phoenix that revealed emission at heliocentric velocities of 56 km s^{-1} and 140 km s^{-1} . While the signal at 140 km s^{-1} , observed previously by Morras & Bajaja (1986), is thought to be a component of the Magellanic Stream (hereafter MS), the origin of the signal at 56 km s^{-1} was not clarified. Because no stellar velocity is available for Phoenix, one cannot clearly discriminate if the gas detected originates from a high velocity cloud (HVC) associated with the MS or if it is truly related to Phoenix. Already, from this single-dish five-point grid observation, it is clear that the gas at 56 km s^{-1} is not exactly coincident with Phoenix but more to the south of the galaxy.

More recently, from a VLA single field observation, Young & Lo (1997) have detected two HI velocity components, neither of them being coincident with the optical galaxy. They failed to detect any signal at 140 km s^{-1} . The first component has a velocity of -23 km s^{-1} , located to the south and west sides ($7' \times 4'$) of Phoenix, this particular HI distribution suggesting a possible association with the galaxy. The second cloud, at 55 km s^{-1} , is located $\sim 10'$ further south, having a dimension of $11' \times 3'$. Assuming these clouds to be associated with Phoenix ($\sim 450 \text{ kpc}$), their HI masses would be $1.2 \cdot 10^5 M_{\odot}$ for the cloud at -23 km s^{-1} and $7.6 \cdot 10^4 M_{\odot}$ for the second cloud. From those observations, it was clear that a mosaic survey was needed to verify if these clouds are isolated or if they are part of a more extended structure.

To illustrate how relevant such mosaic surveys are, we refer to the dSph Sculptor. Recently, Carignan *et al.* (1998) have observed HI emission associated with Sculptor, extending over more than a degree. Apart from a small cloud slightly offset from the optical center, most of the HI is found in two larger and distinct clouds located at $\sim 15 - 20'$ from the optical center. One may notice that the extent of this HI emission is similar to the size of the instrumental

beam, which suggests that there may be more gas further out. Moreover, the flux of the small velocity component near the optical center is much lower than the flux of the more extended components. This might indicate that the expelled gas remains near the galaxy, implying that ram pressure and tidal stripping are in this case inefficient to entirely pull out the gas from the galaxy. Once expelled, the gas could continue on the same orbit than the parent galaxy (Lin, 1999). Such a large extent for the HI distribution around a dSph had previously been suggested by Puche & Westpfahl (1994). They noted that dSph's could have very extended HI emission, with a ring-like distribution or a complex bimodal geometry. All those facts justify the necessity of those wide-field mosaic observations of Phoenix.

II- Observations & Data reduction

The radio observations of the HI line emission at 21 cm were obtained with the Australia Telescope Compact Array (ATCA) during three days ($3 \times 12\text{h}$) in September 1996, using the 375 m configuration. Since the expected HI emission is larger than the primary beam of the ATCA, (FWHM $\sim 33'$), a mosaic of nine fields was observed, centered on Phoenix. Each field was successively observed for 2 minutes; and after doing this 3 times, this was followed by 5 minutes integrations of PKS 0208-512 in order to calibrate phase and amplitude. Observation of the flux calibrator PKS 1934-638, which was assumed to have a flux density of 14.9 Jy at our observing frequency, defined the absolute intensity scale. From the 8 MHz bandwidth, centered at 1420 MHz (86 km s^{-1}), 512 channels of 3.3 km s^{-1} width were obtained, giving a full velocity range of $[-758, 930] \text{ km s}^{-1}$. The observing parameters are summarized in Table II.

Data edition, calibration and analysis were done with the MIRIAD software package (Sault, Teuben & Wright, 1995). Bandpass and primary flux calibrations with PKS 1934-638 and phase calibration with PKS 0208-512 were applied. Choosing the line-free channels [50,215] and [290,475] as representative of the

continuum, their mean was subtracted from all the other channels using the task UVLIN. Image mapping was done with natural weighting, restricting the data to 96 channels, for a velocity range of $[-116, 197]$ km s^{-1} . The map spatial resolution is $25''/\text{pix}$, with a synthesized beam of $127'' \times 94''$. The maps were then cleaned with the MOSSDI task (Steer, Dewdney & Ito, 1984), preferred to the maximum-entropy method (MOSMEM) which seemed to create artificial structures and a less randomly distributed noise pattern.

III- Results and Analysis

a) HI Content

Apart from the strong galactic emission centered at $\sim 7 \text{ km s}^{-1}$, other components are also detected at $\sim -23, 59$ and 140 km s^{-1} . After CONVOLving the data to a circular beam of $180'' \times 180''$, moment maps were derived with the task MOMNT in the AIPS software package. Figures 1 and 2 show cleaned channel maps after convolution, around velocities -23 km s^{-1} and 59 km s^{-1} , respectively. The images presented are not corrected for the primary beam attenuation, since the regions at the limit of the fields become then very noisy. Comparing those channel maps, it appears that the component at $+59 \text{ km s}^{-1}$ is much more extended and fragmentary and therefore contains more diffuse HI than the component at -23 km s^{-1} .

Figure 3 presents the global profile from our observations, before and after applying the primary beam correction. HI masses are first given assuming the components are at the distance of Phoenix (450 kpc). For the first velocity component (-23 km s^{-1}), the integrated flux of 4.0 Jy km s^{-1} corresponds to a HI mass of $\sim 1.9 \cdot 10^5 M_{\odot}$, a little higher than $M_{HI} \sim 1.2 \cdot 10^5 M_{\odot}$ obtained by Young & Lo (1997) for the same component. For the emission centered at $+59 \text{ km s}^{-1}$, a global flux of $106.9 \text{ Jy km s}^{-1}$ and $M_{HI} \simeq 5.1 \cdot 10^6 M_{\odot}$ are obtained,

much greater than $M_{HI} \sim 7.6 \cdot 10^4 M_{\odot}$ obtained by Young & Lo (1997). However, only part of this component (the cloud closer to Phoenix) was seen in their observations. If this gas is instead related with the MS ($d \simeq 60$ kpc), it would then have $M_{HI} \sim 9.1 \cdot 10^4 M_{\odot}$. For the last component, centered at 140 km s^{-1} , the detected flux of $44.0 \text{ Jy km s}^{-1}$ corresponds to a HI mass of $2.1 \cdot 10^6 M_{\odot}$, at the distance of Phoenix, and of $3.7 \cdot 10^4 M_{\odot}$ at the MS distance. This is higher than the value obtained by Carignan, Demers & Côté (1991) but, as mentioned previously for the precedent case, the field presently surveyed is larger than what was considered in the previous observations.

b) HI Distribution

HI column density maps are shown in Figure 4. The component centered at -23 km s^{-1} (presented in more detail in Figure 5), extending $\sim 9' \times 8'$, seems particularly interesting; it is just slightly offset from the optical center (with a peak emission offset $\sim 5'$, or 650 pc), suggesting a possible association. Not only does it surround the galaxy to the SW as what was seen by Young & Lo (1997), but it almost completely overlaps the galaxy despite the small offset of the peak intensity. Obviously, our observations are more sensitive than that of Young & Lo, which is a single field observation. The compact and isolated structure at -23 km s^{-1} presents a radial HI column density gradient, with peak emission of $4 \cdot 10^{19} \text{ atoms cm}^{-2}$.

A look at the distribution of the galactic emission (centered at $\sim 7 \text{ km s}^{-1}$) reveals the size of the mosaic surveyed. At $\sim 59 \text{ km s}^{-1}$ (Figure 6), two clouds are observed, the nearest to Phoenix being $\sim 9'$ south ($\sim 1.2 \text{ kpc}$, if associated). As noted previously, Young & Lo (1997) only detected that closest cloud. The other one, further to the south, is outside of their primary beam and, the size detected $20' \times 7'$ is twice the size of the one detected by Young & Lo, $11' \times 3'$, extending further to the south and to the west. Could these structures be gas

expelled from Phoenix, or are they HVC related to the MS? Perhaps an analysis of the other moment maps will help clarify this question. Finally, the velocity ($\sim 140 \text{ km s}^{-1}$) and orientation (extension from the north-west to the south-east) of the last component are characteristic of the MS in that region (Mathewson, Cleary & Murray, 1974). Clearly, this component is most likely associated with it.

c) HI Kinematics

A map of the velocity field for the -23 km s^{-1} is presented in Figure 7. No such map is shown for the components centered at $+59 \text{ km s}^{-1}$ and 140 km s^{-1} , since there is no clear ordered velocity pattern. The component centered at -23 km s^{-1} shows clear signs of rotation. The observed velocity gradient has an amplitude of $\Delta V_{rad} \simeq 10 \text{ km s}^{-1}$. Since there is no information on the inclination of the galaxy, it is very difficult to transform this into rotational velocities. However, the presence of a velocity gradient may indicate that the emission is associated with Phoenix, since HVCs usually do not exhibit any sign of rotation (Wakker & Schwarz, 1991).

Finally, from the velocity dispersion maps, we find mean velocity dispersions of $\sim 6.0 \text{ km s}^{-1}$ for the -23 km s^{-1} component, $\sim 3.3 \text{ km s}^{-1}$ for the 59 km s^{-1} component and $\sim 3.2 \text{ km s}^{-1}$ for the component at 140 km s^{-1} . The velocity dispersions of the last two components ($+59$ and 140 km s^{-1}) are nearly similar to the $\sim 2.1 \text{ km s}^{-1}$ found for the Galactic HI. Thus, velocity dispersions of the components at $+59$ and 140 km s^{-1} strengthen our hypothesis that they are most likely galactic HVC's.

IV- Discussion

Since no optical velocity is yet available for Phoenix, one can only speculate on the possible origin of the gas detected at -23 and $+59$ km s^{-1} . As mentioned previously, the compact structure, the HI mass, the velocity gradient and the velocity dispersion of the first component suggest its association with Phoenix.

a) $\cos\theta, V_{\odot}$ relation

It could be instructive to look at the velocity range expected for Phoenix in the $V_{\odot} \cos\theta$ plane (van den Bergh, 1994; Grebel, 1998; Mateo, 1998). The solar apex, as determined by Karachentsev & Makarov (1996 : $l_{\odot} = 93^{\circ}, b_{\odot} = -4^{\circ}, V_{\odot} = 316$ km s^{-1}), was used and θ , the angular distance from the solar apex, was calculated as $\cos \theta = -0.294$ at the location of Phoenix. Using $V = -V_{\odot} \cos\theta$ and a ± 60 km s^{-1} mean dispersion around the relation, the radial heliocentric velocity of Phoenix should lie between 33 km s^{-1} and 153 km s^{-1} . This would tend to suggest that the component at -23 km s^{-1} is not associated with Phoenix. However, one must keep in mind that this ± 60 km s^{-1} dispersion is somewhat arbitrary, and that the radial velocity V_{\odot} is just a projected component : a galaxy close to the barycenter but having a very eccentric orbit would look spuriously unbound according to this relation. So, in the case of Phoenix, it does not allow us to really discriminate any component against another (unless it is significantly offset, which is not the case here).

b) Comparisons with other dwarfs

Comparison with HI surveys of other faint dwarf galaxies may help to clarify the question. Recently, Carignan *et al.* (1998) have detected HI associated with the dSph Sculptor. Most of the HI found is distributed in two distinct clouds at

$\sim 15' - 20'$ from the optical center. Since a large fraction of the gas is outside the HPBW, the presence of more HI is suspected. Possibly it could be part of a larger structure, like some shell or ring surrounding the galaxy, as was previously observed for very faint dIrr : Sextans A (Skillman *et al.*, 1988), Holmberg I, M81dwA (Puche & Westpfahl, 1994), Leo A (Young & Lo, 1996) are some examples.

In fact, a parallel can be made with Tucana (Oosterlo, Da Costa & Staveley-Smith, 1996) where the emission detected was also offset from the optical image ($\sim 15'$ to the NE of Tucana). At the lowest density level ($6 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$), the gas near Tucana has a faint extension pointing in the direction of Tucana and almost reaching and overlapping the optical image. Perhaps the lowest contour at $5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ may slightly overlap the galaxy, as we observed for the component at -23 km s^{-1} near Phoenix. The authors suggest that the gas detected near Tucana would be a HVC associated with the MS because of its non-coincidence with the optical galaxy, and also because of its large mass ($\geq 10^6 M_{\odot}$) if located at the distance of Tucana ($\sim 900 \text{ kpc}$). Also, small HI clouds are located within 10 degrees of Tucana, at about the same velocity as the component, arguing against its association.

This is very similar to the $+59 \text{ km s}^{-1}$ emission found near Phoenix. This component has also a large offset from Phoenix ($\geq 10'$ south) and would have a HI mass $\geq 10^6 M_{\odot}$ if located at the distance of Phoenix. As for the case of Tucana, we think that this is sufficient evidence for excluding the association of that component with Phoenix. However, the component detected at -23 km s^{-1} has a much more compact, symmetric and regular structure than the cloud detected near Tucana, and its derived HI mass ($\sim 10^5 M_{\odot}$) is much more compatible with the amount of gas expected in such a system. Moreover, it has a very regular velocity gradient while the cloud near Tucana did not show any systematic motion. So, of all the HI emission detected in the field, the cloud at -23 km s^{-1} is the one which is most likely to be associated.

Another interesting comparison is with the dIrr/dSph galaxy LGS-3 (Young & Lo, 1997), where the shape of the emission is similar to the component at -23 km s^{-1} near Phoenix. At its largest extent (density contour of $5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, same as for Phoenix), the emission presents a size of $6' \times 4.2'$ ($1.4 \text{ kpc} \times 1.0 \text{ kpc}$), as opposed to $\sim 9' \times 8'$ ($1.2 \text{ kpc} \times 1.0 \text{ kpc}$) for the cloud at -23 km s^{-1} near Phoenix. The most striking difference, compared to Phoenix, is that the HI in LGS-3 is centered on the optical image, elongated in the same direction as the stellar component. For LGS-3, little sign of rotation is found. Because of its almost perfect superposition with the optical emission, and also its concordance in radial velocity, the HI emission detected in LGS-3 is clearly associated with the galaxy.

Finally, the dE galaxy NGC 185 (Young & Lo, 1996) presents concentrated HI, extending farther to the NE than to the SW. Dominated by two clumps, the peak column density emission of this compact structure has a slight offset from the optical center of the galaxy ($\sim 10''$, corresponding to 30 pc), this shift from the center being smaller, however, than that observed for the first velocity component found near Phoenix. Because of the clumpy distribution, it is difficult to determine if NGC 185 has any velocity gradient. Nevertheless, some similarities can be seen with the structure found at -23 km s^{-1} (same general compact shape and aspect, same slight tipped extension to the NE).

c) Internal origin of the gas

Tidal stripping of the gas seems less likely since there is no massive object in the vicinity of Phoenix, which is isolated compared to the *bona fide* dSph's which are close to the MW or M31. Could the last burst of star formation ($\sim 150 \text{ Myr}$ ago) be responsible for the emission observed at -23 km s^{-1} ? It has often been suggested (Puche & Westpfahl, 1994) that for very low mass dwarfs like dSph's, strong bursts of star formation, stellar winds and supernova explosions,

may expell most of the gas out of those galaxies. The entire HI could be in expansion if the mass is low enough, otherwise it may fall back on the galaxy by gravitational recollapse, in which case the gas would have a ring-like structure. Hence, we may expect that in dSph and dIrr/dSph, which are among the least massive galaxies, the gas could be expelled at a certain distance from the galaxy, this distance depending on the time after the last burst of SF.

Assuming a simple constant expansion velocity of $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ for the gas ejected from the latest burst (see Puche & Westpfahl, 1994), the majority of this gas should be located at $\sim 750 \text{ pc}$. At the distance of Phoenix ($\Delta \simeq 450 \text{ kpc}$), this corresponds to $\sim 6'$ in the sky. The peak emission of the component detected at $\sim -23 \text{ km s}^{-1}$ is located at about this angular distance from the optical center of Phoenix. If this scenario is true, why would the gas not be extended all around the galaxy? Why would it be only located to the south-west? Since the distribution of young stars presents a gradient from east to west (Martinez-Delgado, Gallart & Aparicio, 1999), suggesting self-propagation of the recent SF in this direction, one may expect that the gas expelled during that last burst may be found mainly to the west, as observed for the gas at -23 km s^{-1} . Better answers to those questions could also be obtained if more information was known on the orbit of Phoenix from, for example, proper motion data.

d) External origin of the gas

The gas detected at $\sim 7 \text{ km s}^{-1}$ is clearly of galactic origin because of its velocity, its very large extent and its typical global properties. But what about the other components? Phoenix is located on the western border of the MS (Mathewson, Cleary & Murray, 1974). The component at $\sim 140 \text{ km s}^{-1}$ presents the same velocity as the main HI emission of the MS near Phoenix; furthermore, its elongation from the NW to the SE is also characteristic of the MS. With all those evidences one can be quite confident that this component is clearly

associated with the MS. What about the two other components ?

Surveys of the MS (Mathewson, Cleary & Murray, 1974 ; Haynes, 1979 ; Morras & Bajaja, 1986) have revealed complex velocity structures and several HI velocity components in the vicinity of Phoenix. Could the gas detected at ~ -23 and $+59 \text{ km s}^{-1}$ be HVC's associated with the MS ? A look back at the channel maps (Figures 1 and 2) shows that the emission at 59 km s^{-1} is more diffuse and extended, characteristic in this way of the MS. There is no evidence against the 59 km s^{-1} component being a HVC associated with the MS. Indeed, its location (at $\geq 10'$ south of Phoenix), its large extent, the absence of any velocity gradient, its global HI flux (giving a HI mass which is too high if located at the distance of Phoenix), all argue against a possible association of this structure with Phoenix. As noted previously, the situation for the component at -23 km s^{-1} is however different.

V- Conclusion

A study of the HI gas in the field of the dIrr/dSph galaxy Phoenix is presented. Apart from the galactic emission at $\sim 7 \text{ km s}^{-1}$, it was shown that the velocity component at 140 km s^{-1} is most certainly associated with the MS. Similarly, because of the large HI mass involved ($M_{HI} \geq 10^6 M_{\odot}$) if located at the Phoenix's distance, and because of the large offset ($\geq 1.2 \text{ kpc}$ south) from the optical body of the galaxy, the velocity component at $+59 \text{ km s}^{-1}$ is most certainly not associated with Phoenix but probably a HVC. Moreover, the velocity dispersions $\sim 3 \text{ km s}^{-1}$ of the clouds at $+59$ and 140 km s^{-1} point toward their Galactic origin. However, we think that the component at -23 km s^{-1} is associated with Phoenix for the following reasons :

1. the compact shape of this structure and its overlap with Phoenix makes it the most likely component to be associated with the optical galaxy.

2. the HI mass derived $\sim 10^5 M_\odot$ is very similar to what was found in the dSph Sculptor and in the dIrr/dSph LGS-3.
3. the radial velocities from this component show clear rotation. This tends to eliminate the alternative possibility that this gas could be a HVC associated with the MS.
4. the location of this cloud, at $\sim 5'$ west of Phoenix, is consistent with the suspected self-propagation from east to west of the recent SF episode, assuming that the gas should have expanded in the same direction.

Thus, if the emission at -23 km s^{-1} is associated with Phoenix, it has a HI mass of $\sim 1.9 \cdot 10^5 M_\odot$, giving a ratio of $M_{HI}/L_B \simeq 0.2 M_\odot/L_\odot$. This is comparable to what was found for LGS-3 with $M_{HI} \simeq 4.2 \cdot 10^5 M_\odot$ and $M_{HI}/L_B \simeq 0.3 M_\odot/L_\odot$ (Young & Lo, 1997). However, despite the arguments developed in this paper, only the determination of optical velocities will be able to validate its association with Phoenix.

We would like to thank S. Côté who carried out part of the ATCA observations, and NSERC and FCAR for their financial support.

REFERENCES

- Carignan, C., Beaulieu, S., Côté, S., Demers, S., Mateo, M., 1998, *AJ*, **116**, 1690
- Carignan, C., Demers, S. & Côté, S., 1991, *ApJ*, **381**, L13
- Ferguson, H.C. & Binggeli, B., 1994, *A & A Rev.*, **6**, 67
- Gallagher, J.S. & Wyse, R.F.G., 1994, *PASP*, **106**, 1225
- Grebel, E.K., 1998, in *The Stellar Content of Local Group Galaxies*, in IAU Symposium 192, eds P. Whitelock & R. Cannon (Cape Town, South Africa), p.1
- Haynes, M.P., 1979, *AJ*, **84**, 1173
- Hurley-Keller, D., Mateo, M. & Nemec J., 1998, *AJ*, **115**, 1840
- Irwin, M. & Hatzidimitriou, D., 1995, *MNRAS*, **277**, 1354
- Karachentsev, I.D. & Makarov, A., 1996, *AJ*, **111**, 796
- Lin, D., 1999, in *Dwarf Galaxies*, proceedings of the XXXIII Rencontres de Moriond, eds. Trinh Xuan Thuan, Chantal Balkowski, Véronique Cayatte et Jean Thanh Vân, (Éditions Frontières : Gif-sur-Yvette), in press
- Martinez-Delgado, D., Gallart, C. & Aparicio, A., 1999, in preparation
- Mateo, M., 1998, *ARA&A*, vol.36, 435
- Mathewson, D., Cleary, M.N. & Murray, J.D., 1974, *ApJ*, **190**, 291
- Mighell, K.J., 1997, *AJ*, **114**, 1458

- Morras, R. & Bajaja, E., 1986, *Rev.Mexicana Astron.Af*, **13**, 69
- Olszewski, E.W. & Aaronson, M., 1985, *AJ*, **90**, 221
- Oosterloo, T., Da Costa, G.S. & Staveley-Smith, L., 1996, *AJ*, **112**, 1996
- Puche, D. & Westpfahl, D., 1994, in *ESO/OHP Workshop on Dwarf Galaxies*, eds G.Meylan & P.Pugniel (ESO : Garching), p.273
- Sault, R.J, Teuben, P.J. & Wright, M.C.H., 1995, in *Astronomical Data Analysis and Software and System IV*, ASP Conf. Ser. vol.77, eds R.A.Shaw, H.E.Payne & J.J.E. Hayes, p.433
- Skillman, E.D., Tavelich, R., Teuben, P.J. & Woerden, H., 1988, *A&A*, **198**, 33
- Steer, D.G., Dewdney, P.E. & Ito, M.R., 1984, *A&A*, **137**, 159
- Stetson, P.B., 1997, *Baltic Ast.*, **6**, 3
- van den Bergh, S., 1994, *AJ*, **107**, 1328
- van de Rydt, F., Demers, S. & Kunkel, W.E., 1991, *AJ*, **102**, 130
- Wakker, B.P. & Schwarz, U.J., 1991, *A&A*, **250**, 484
- Young, L. & Lo, K.Y., 1996, *ApJ*, **462**, 203
- Young, L. & Lo, K.Y., 1997, *ApJ*, **490**, 710

TAB. I. Physical parameters of Phoenix

Morphological type ¹	dIrr/dSph
RA (J2000) ²	01 ^h 51 ^m 06 ^s .34
Dec (J2000) ²	-44°26'40.89"
l ²	272.2
b ²	-68.9
Galactocentric distance ³	450 kpc (1" = 2.17 pc)
Major axis PA ³	160°
Absolute magnitude, M_B ³	-9.5
Total luminosity, L_B ³	$9.4 \cdot 10^5 L_\odot$
Absolute magnitude, M_V ³	-10.1
Total luminosity, L_V ³	$9.0 \cdot 10^5 L_\odot$

¹Mateo, 1998

²taken from NED

³van de Rydt, Demers & Kunkel, 1991

TAB. II. Parameters of the ATCA HI observations

Date of observations	1996 September 26–28
Integration time	3×12 hours
Configuration	375 m.
Baselines	10 [61m, 459m]
Flux calibrator	PKS 1934–638
Phase calibrator	PKS 0208–512
System temperature, T_{sys}	~ 35 K
Primary beam at half-power (FWHM)	33'
Bandwidth	8 MHz
Channel spacing	15.6 kHz (3.3 km s ⁻¹)
FWHM of synthesized dirty beam	127" \times 94"
FWHM of convolved cleaned beam	180" \times 180"
RMS noise in channel maps (full resolution / no cleaning)	4.0 mJy/beam
RMS noise in channel maps (after cleaning / convolved)	4.5 mJy/beam
Conversion factor, 180" \times 180" beam (equivalent to 1mJy/beam area)	0.02 K
Maps gridding	25" \times 25" pixels

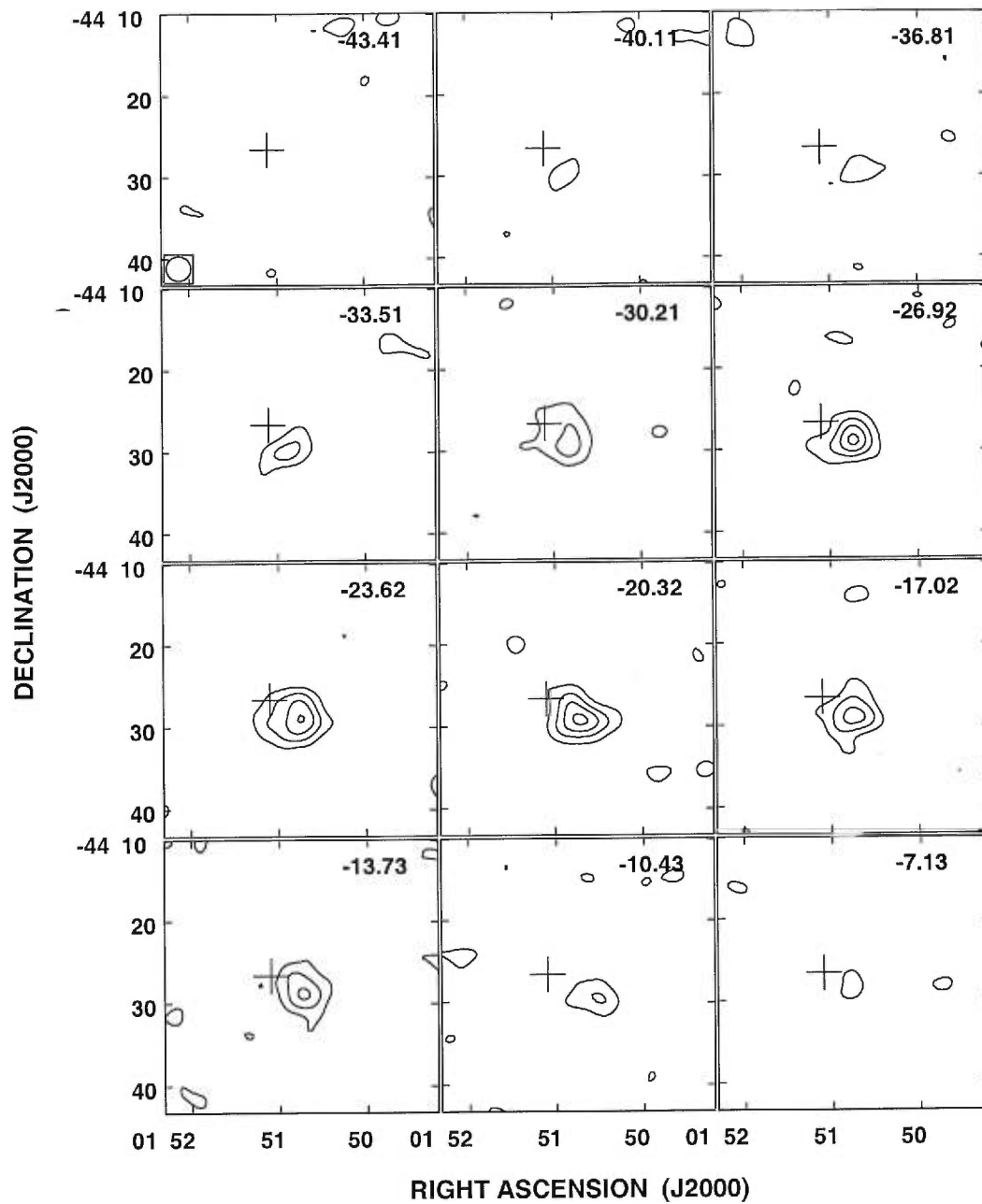


FIG. 1. Channel maps, after cleaning and convolving, selecting only the region around the component at $\sim -23 \text{ km s}^{-1}$. Contour levels are (0.25, 0.5, 0.75, 1.0) K. The synthesized beam is shown at the bottom left corner of the first channel. Velocities are indicated at top right corner of each channel. The cross centered on Phoenix is $\sim 5' \times 5'$. Those data are not corrected for primary beam attenuation.

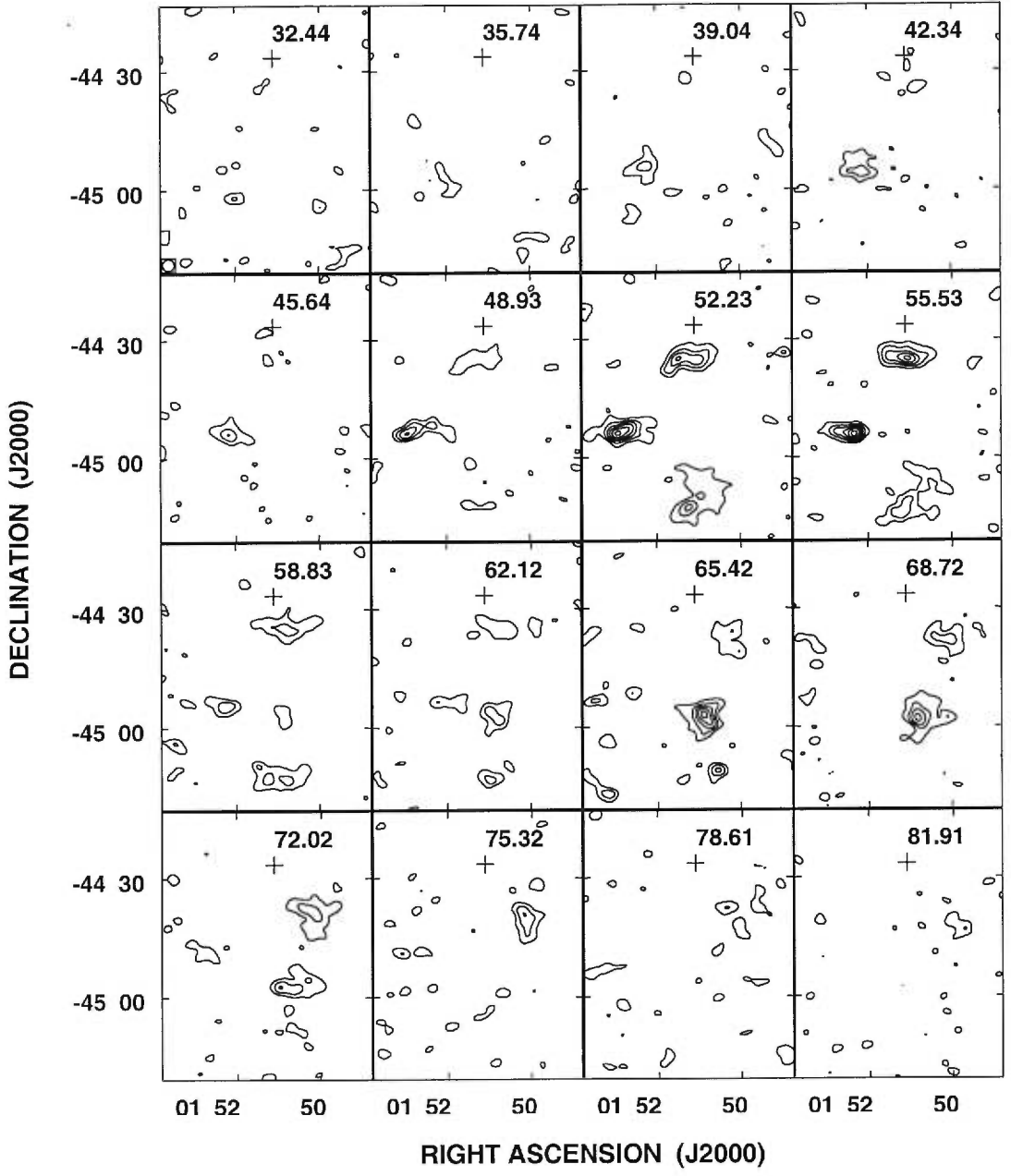


FIG. 2. Channel maps, after cleaning and convolving, selecting only the region around the component at $\sim +59 \text{ km s}^{-1}$. Contour levels are (0.25, 0.5, 0.75, 1.0, 1.25, 1.5) K. Velocities are indicated at top right corner of each channel. The cross centered on Phoenix is $\sim 5' \times 5'$. Those data are not corrected for primary beam attenuation.

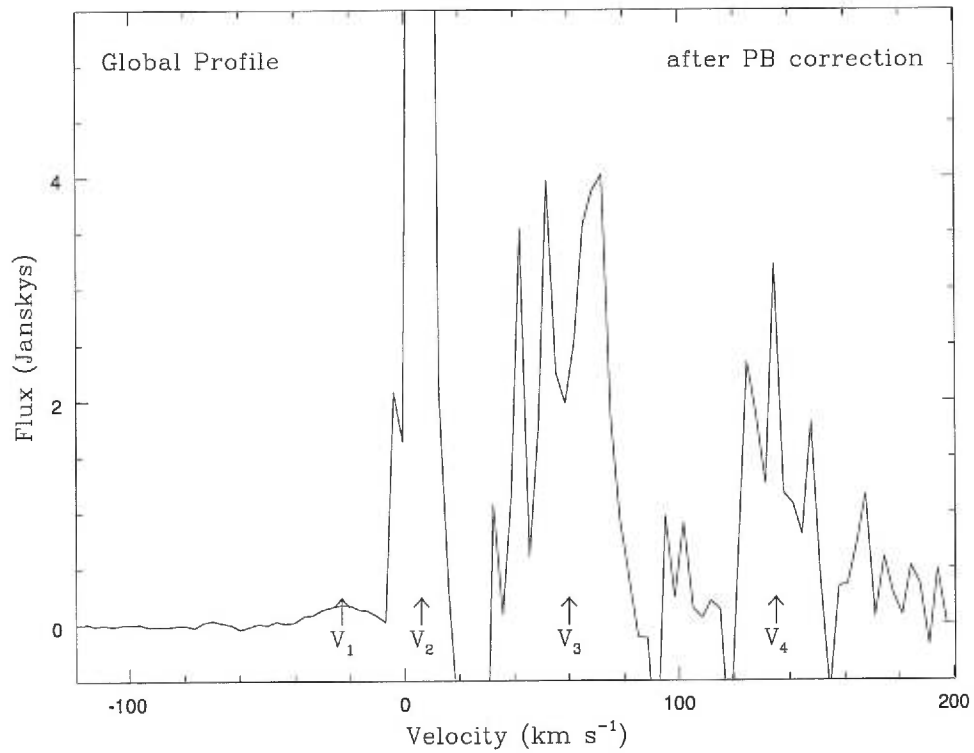
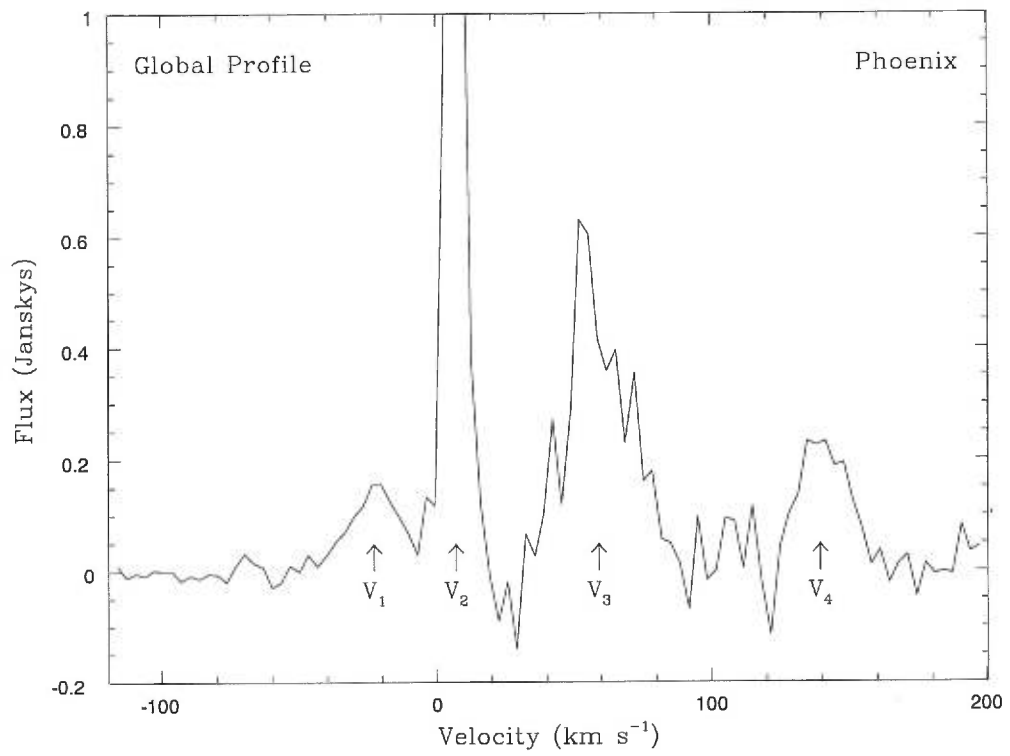


FIG. 3. Global profile, before and after the primary beam correction.

Velocity components are centered at $\sim -23, 7, 59, 140 \text{ km s}^{-1}$.

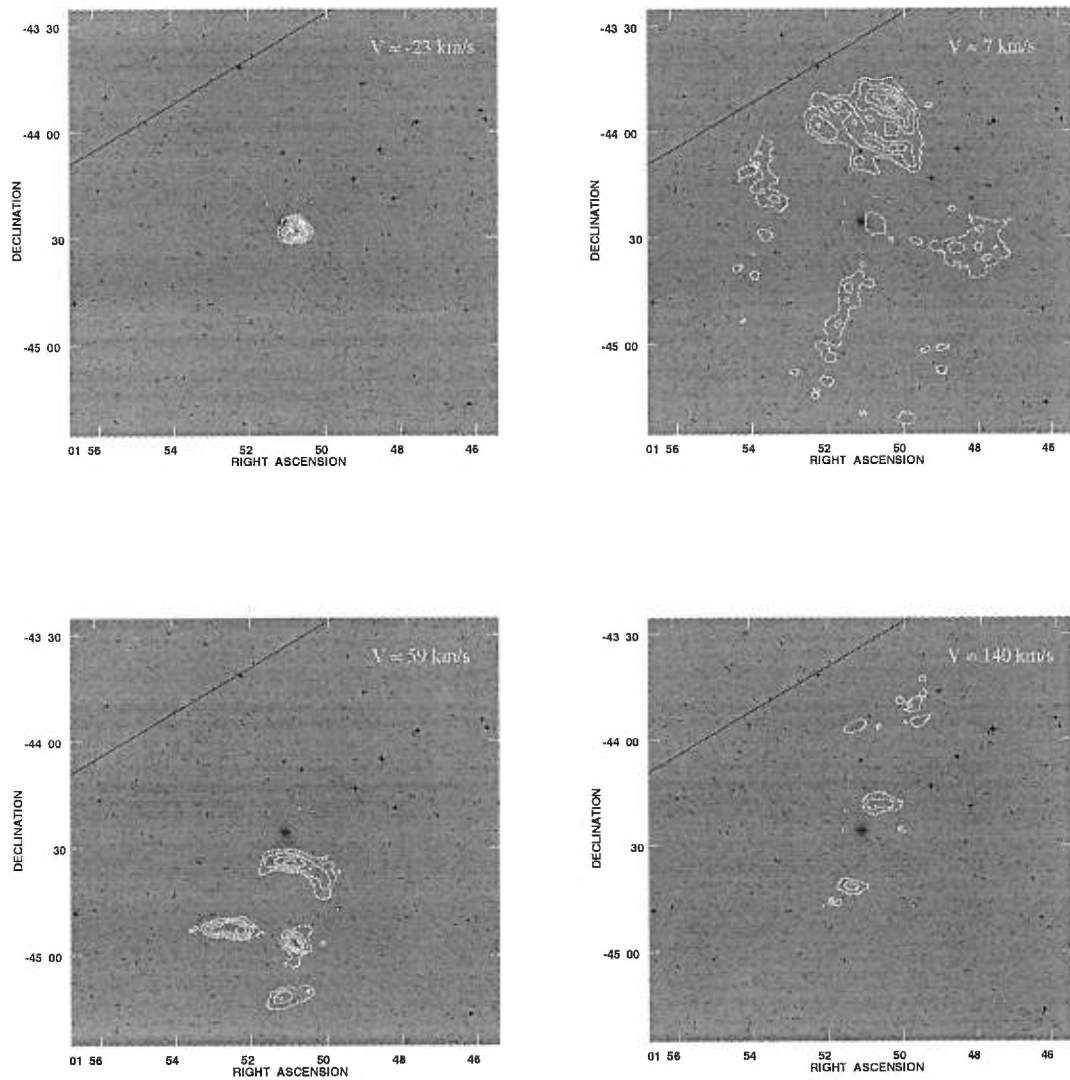


FIG. 4. HI Distribution superposed on an optical mosaic from the STScI Digitized Sky Survey. The contours are $(0.5, 1.0, 1.5, 2.0, 2.5, 3.0, 3.5) \cdot 10^{19} \text{ cm}^{-2}$. As for all the other moments figures, Those images are not corrected for the primary beam attenuation (same for Fig.5 and Fig.6).

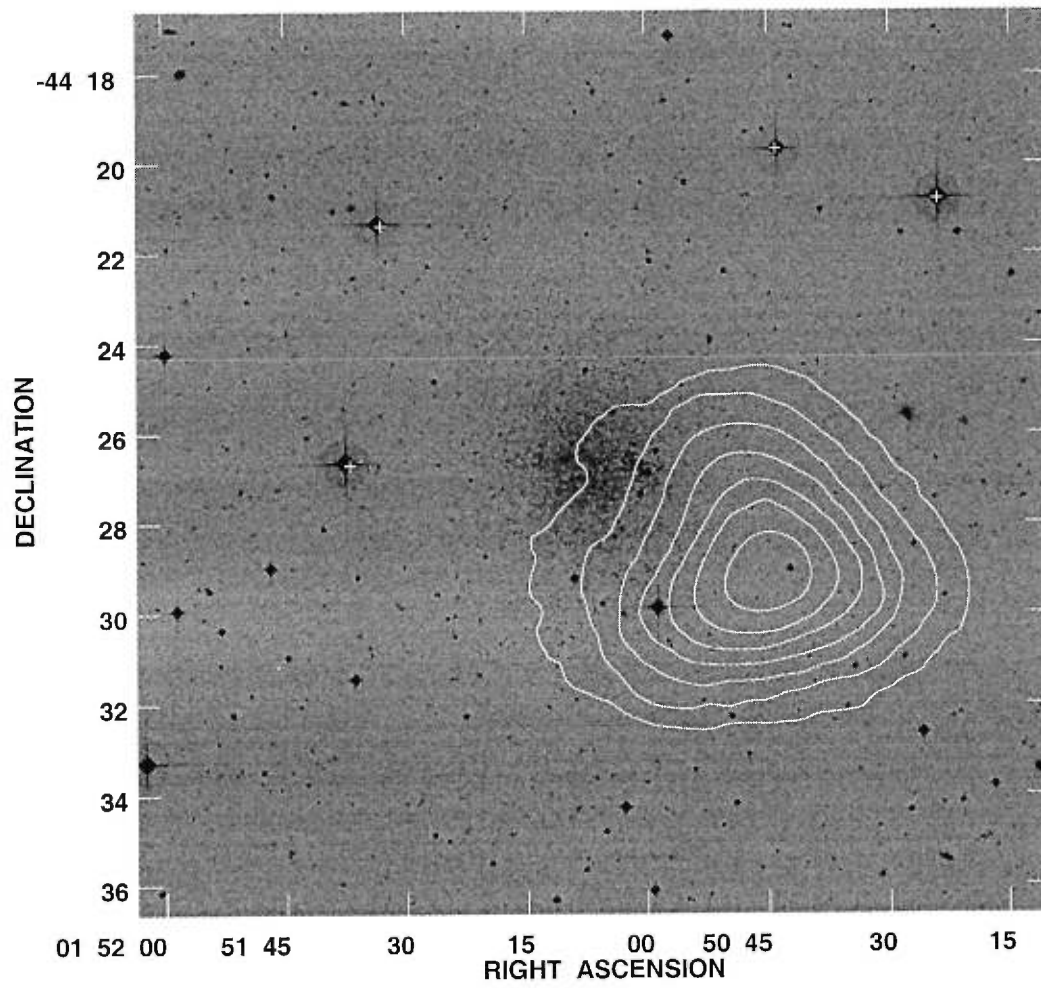


FIG. 5. HI Distribution for the component at -23 km s^{-1} .
The contours are $(0.5, 1.0, 1.5, 2.0, 2.5, 3.0, 3.5) \cdot 10^{19} \text{ cm}^{-2}$.

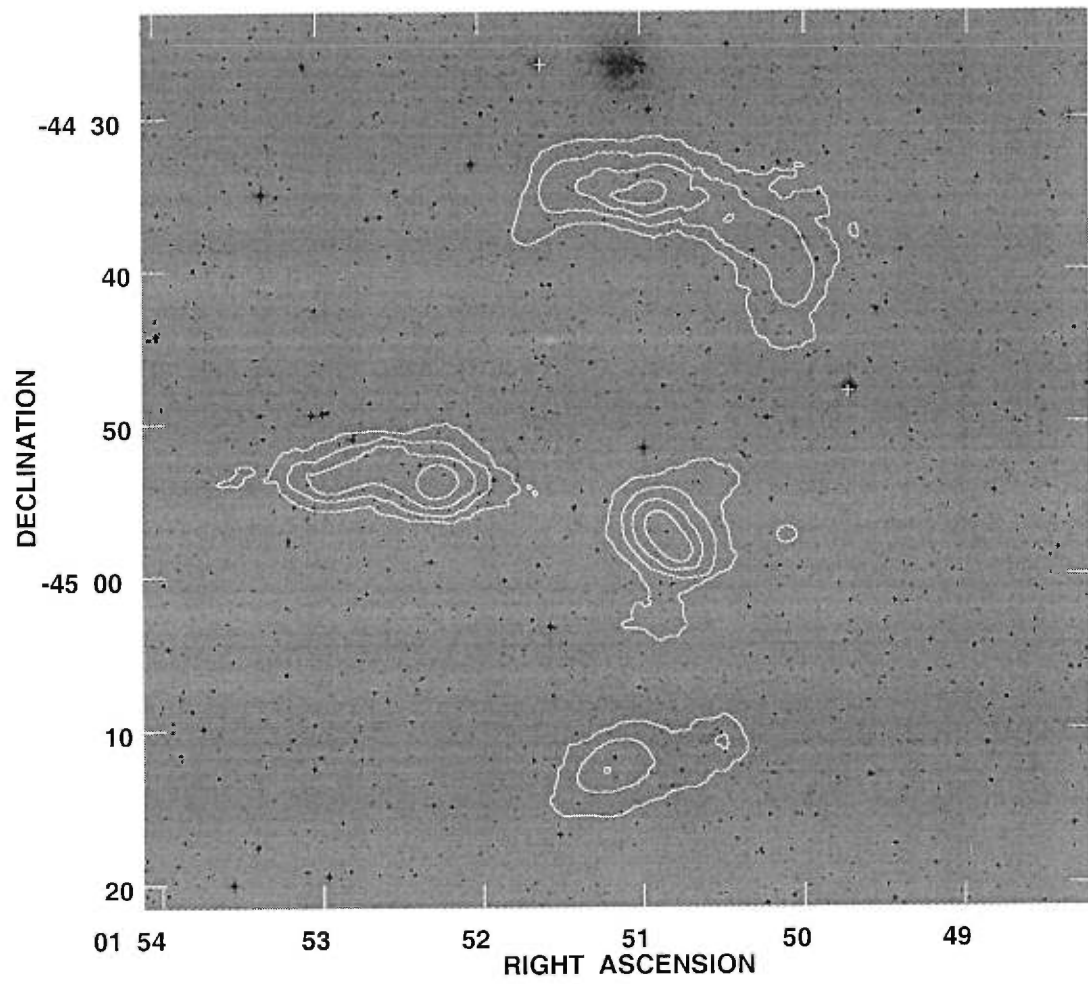


FIG. 6. HI Distribution for the component at $+59 \text{ km s}^{-1}$.
The contours are $(0.5, 1.0, 1.5, 2.0) \cdot 10^{19} \text{ cm}^{-2}$.

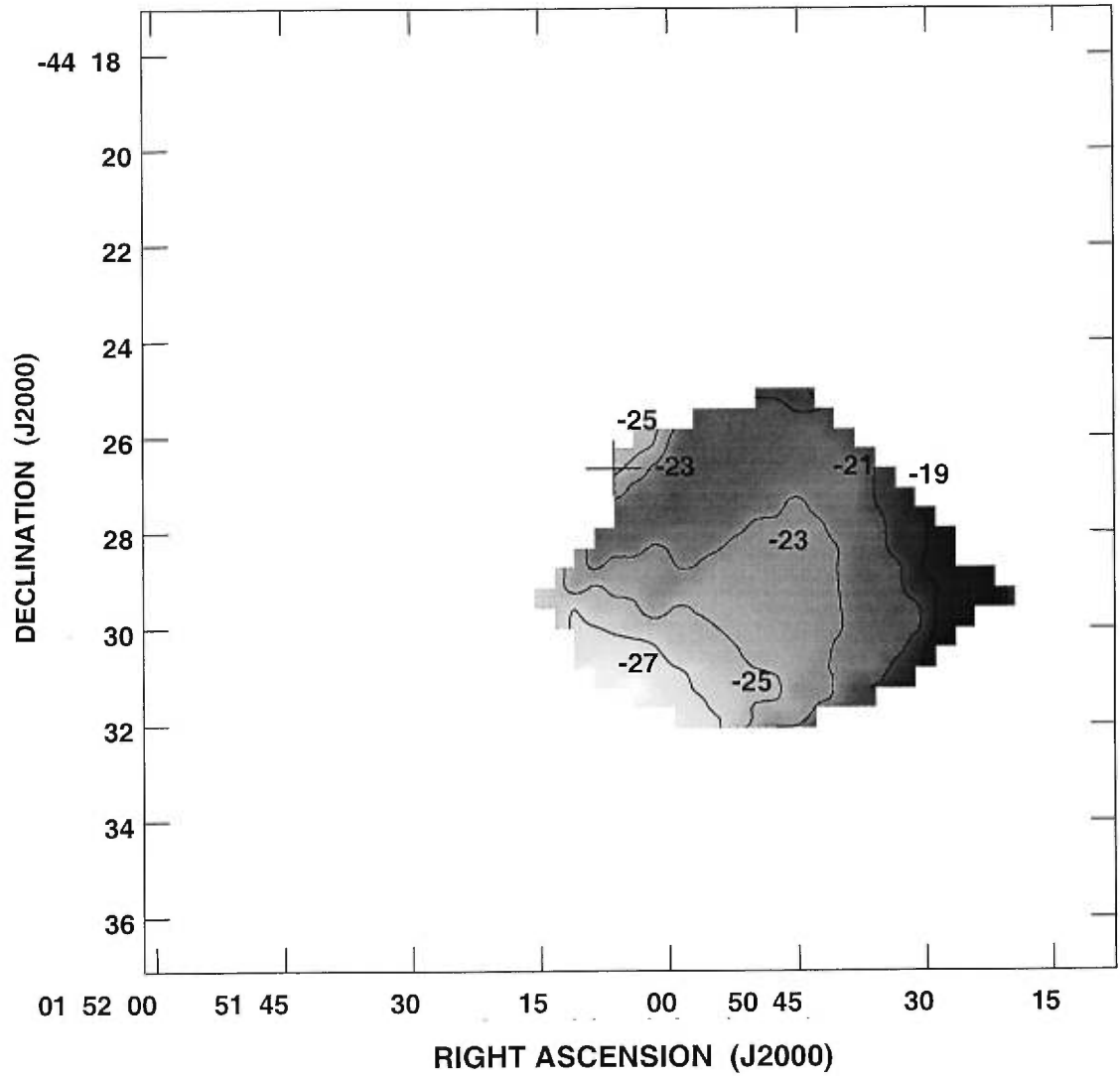


FIG. 7. Velocity field map. The contours are $-19, -21, -23, -25, -27 \text{ km s}^{-1}$. The cross indicating the position of Phoenix is $\sim 1' \times 1'$.

Chapitre 4

Résumé et conclusions

Ce mémoire présentait l’analyse du contenu en hydrogène neutre (HI) au voisinage de la galaxie Phoenix. Cette dernière section se veut un résumé succinct des principaux résultats obtenus.

4.1 Résumé théorique

On admet généralement que les galaxies naines sphéroïdales (dSph) ne contiennent que très peu de gaz, si elles n’en sont pas complètement dépourvues. Ces galaxies sont connues comme étant les moins massives et les moins lumineuses de toutes. Dans le Groupe Local, elles sont satellites de la Voie Lactée et de M31, des spirales massives, le potentiel gravitationnel de ces dernières expliquant peut-être le peu de gaz résiduel des dSph.

Les dSph s’avèrent fort diversifiées en ce qui concerne l’histoire de leur formation d’étoiles. Dominées par des populations stellaires vieilles ou d’âges intermédiaires, ces galaxies ne semblent pas contenir d’étoiles jeunes. On remarque cependant quelques galaxies (LGS–3, Phoenix, Antlia) qui présentent la morphologie et les propriétés photométriques propres à une dSph, avec toutefois des signes récents de formation d’étoiles, pouvant ainsi contenir davantage de HI qu’une dSph typique, les rapprochant alors des naines irrégulières (dIrr) riches en HI. Ces “galaxies de transition”, dIrr/dSph, sont également davantage éloignées des spirales massives comparativement aux dSph “classiques”.

Une théorie suggère que les dSph seraient en fait des relicats de dIrr de très faibles luminosités, le gaz de ces dernières ayant pu être arraché par un puissant sursaut de formation d'étoiles ou par interaction gravitationnelle avec une galaxie plus massive. Ainsi, on devrait retrouver du gaz en périphérie de ces galaxies, à une distance déterminée selon l'époque du dernier sursaut de formation d'étoile, d'où la nécessité d'observations à champ étendu (mosaïque).

4.2 Résultats

Les observations radio effectuées au ATCA ont permis de détecter quatre différentes émissions HI dans le champ de la galaxie Phoenix, à des vitesses héliocentriques de -23 , $+7$, 59 , 140 km s⁻¹. Alors que le signal à 7 km s⁻¹ s'avère d'origine galactique et que celui à 140 km s⁻¹ serait relié au Courant Magellanique, de par sa vitesse caractéristique et son élongation NO-SE, on peut s'interroger quant à l'origine des composantes à -23 et $+59$ km s⁻¹.

Les largeurs de raies du profil global ne nous permettent pas d'éliminer de façon concluante une des composantes (-23 vs $+59$ km s⁻¹) au dépend de l'autre comme étant associée à Phoenix. Cependant, la dispersion des vitesses de ~ 3 km s⁻¹ observée pour les nuages à $+59$ et 140 km s⁻¹ tend à indiquer l'origine galactique de ces composantes.

Également, plusieurs arguments tendent à favoriser le nuage à -23 km s⁻¹ comme étant le plus probablement associé à Phoenix :

1. Tout d'abord, le fait que cette structure soit très compacte et qu'elle se superpose légèrement à Phoenix constitue déjà un argument en soi, bien que l'on ne puisse se baser uniquement sur cet élément. La structure détectée à 59 km s⁻¹, davantage distante à $9'$ au sud de Phoenix, s'avère quant à elle beaucoup moins compacte, s'étendant sur près de $45'$.

2. Le nuage à -23 km s^{-1} s'avère légèrement déplacé par rapport au centre optique de Phoenix, étant décalé de $\sim 5'$ (650 pc), assez près de la distance approximative à laquelle le gaz HI devrait se retrouver s'il avait été expulsé lors de la dernière période de formation d'étoiles subit par Phoenix ($\sim 150 \text{ Myr}$).
3. De plus, des observations photométriques récentes ont révélé que la dernière période de formation d'étoiles aurait subit une possible auto-propagation de l'est vers l'ouest. Supposant que l'expansion du gaz doit s'effectuer dans la même direction, l'on s'attend donc à retrouver ce dernier à l'ouest, tel qu'observé pour la composante à -23 km s^{-1} .
4. Si l'on considère le profil global, la composante à 59 km s^{-1} présente une valeur de flux beaucoup trop élevée pour qu'il s'agisse simplement de gaz expulsé par Phoenix, la masse de HI correspondante semble davantage caractéristique d'un nuage à haute vitesse ("high velocity cloud") plus près de nous.
5. La structure à -23 km s^{-1} présente un gradient de vitesse, contrairement à celle à 59 km s^{-1} . Or, les nuages à haute vitesse n'exhibant que rarement de tels gradients, ceci exclut cette possible origine pour la composante à -23 km s^{-1} .

Supposant ainsi que seule la composante à -23 km s^{-1} est associée à Phoenix, nous aurions alors mesuré les quantités suivantes à partir du profil global :

- la composante à -23 km s^{-1} , si associée à Phoenix ($\sim 450 \text{ kpc}$), a une masse en HI de $\sim 2 \cdot 10^5 M_{\odot}$, correspondant à un ratio de $M_{HI}/L_B \simeq 0.2 M_{\odot}/L_{\odot}$. On remarque que la masse de HI ainsi détectée s'avère supérieure à ce qui a été obtenu pour la dIrr/dSph LGS-3 (Young & Lo, 1997), soit $M_{HI} \simeq 4.2 \cdot 10^5 M_{\odot}$ ou $M_{HI}/L_B \simeq 0.33 M_{\odot}/L_{\odot}$.

- la composante à 59 km s^{-1} (si à la distance du Courant Magellanique, soit 60 kpc) est caractérisée par $M_{HI} \simeq 9.1 \cdot 10^4 M_{\odot}$.

- la composante à 140 km s^{-1} , clairement associée au Courant Magellanique, contient $M_{HI} \simeq 3.7 \cdot 10^4 M_{\odot}$.

Néanmoins, il importe de souligner qu'en l'absence de vitesse radiale connue (des observations sont prévues au VLT pour l'automne prochain), nous ne pouvons confirmer avec certitude l'appartenance de la composante à -23 km s^{-1} à Phoenix. Si toutefois cette association était confirmée, cela tendrait à valider la théorie voulant que ce gaz aurait été expulsé lors du dernier sursaut de formation d'étoiles de Phoenix. De même, le fait que cette composante soit située à l'ouest semble consistant avec une propagation supposée d'est en ouest de ce dernier épisode de formation d'étoiles. D'un autre côté, pourquoi ne retrouve-t-on pas de gaz tout autour de la galaxie ? Il serait instructif de connaître la direction de Phoenix sur son orbite, il est fort probable que son mouvement propre influence la direction de propagation du gaz. Il serait également intéressant d'effectuer des observations radio à champs encore plus étendus pour des galaxies naines sphéroïdales dont la dernière période de formation d'étoiles s'avère plus ancienne que celle qui caractérise Phoenix.

RÉFÉRENCES

- Aaronson, M., 1983, ApJ, **266**, L11
- Aparicio, A., Gallart, C. & Bertelli, G., 1997, AJ, **114**, 680
- Aparicio, A., Gallart, C. & Bertelli, G., 1997, AJ, **114**, 669
- Aparicio, A., Dalcanton, J.J., Gallart, C. & Martinez-Delgado, D., 1997, AJ, **114**, 1447
- Armandroff, T.E., Da Costa, G.S., 1998, in ASP Conference Series, ed. P.Whitelock & R.Cannon (Cape Town, ASP), in press
- Canterna, R. & Flowers, P.J., 1977, ApJ, **212**, L57
- Carignan, C. & Beaulieu, S., 1989, ApJ, **347**, 760
- Carignan, C. & Freeman, K.C., 1988, ApJ, **332**, L33
- Carignan, C. & Purton, C., 1998, ApJ, **506**, 125
- Carignan, C., Demers, S. & Côté, S., 1991, ApJ, **381**, L13
- Carignan, C., Beaulieu, S., Côté, S., Demers, S. & Mateo, M., 1998, AJ, **116**, 1690
- Castellani, M., Marconi, G. & Buonanno, R., 1996, A&A, **310**, 715
- Cornwell, T.J. & Evans, K.F., 1985, A&A, **143**, 77
- Da Costa, G.S., 1994, ESO/OHP Workshop on Dwarf Galaxies, eds G.Meylan & P.Pugniel (ESO : Garching), p.221

- Dekel, A. & Silk, J., 1986, ApJ, **303**, 39
- de Vaucouleurs, G., 1953, MNRAS, **113**, 134
- Djorgovski, S., 1993, in Structure and Dynamics of Globular Cluster, ASP Conf.Ser., Vol.50, ed. S.G. Djorgovski & G.Meylan (San Francisco, ASP), p.373
- Faber, S.M. & Lin, D.N.C., 1983, ApJ, **266**, L17
- Ferguson, H.C. & Binggeli, B., 1994, A&ARev., **6**, 67
- Fouqué, P., Bottinelli, L., Durand, N., Gouguenheim, L. & Paturel, G., 1990, A&AS, **83**, 473
- Freeman, K.C., 1970, ApJ, **160**, 811
- Gallagher, J.S. & Wyse, R.F.G., 1994, PASP, **106**, 1225
- Grebel, E.K., 1998, in ASP Conference Series, ed. P.Whitelock & R.Cannon (Cape Town, ASP), in press
- Greggio, L., Marconi, G., Tosi, S. & Focardi, P., 1993, AJ, **105**, 894
- Haynes, M.P., 1979, AJ, **84**, 1173
- Hodge, P.W., 1989, ARA&A, **27**, 139
- Hogbom, J.A., 1974, A & AS, **15**, 417
- Hopp, U. & Schulte-Ladbeck, R.E., 1995, A&AS, **111**, 527
- Hunter, D.A., 1997, PASP, **109**, 937
- Hurley-Keller, D., Mateo, M. & Nemeč J., 1998, AJ, **115**, 1840
- Ibata, R.A., Wyse, R.F.G., Gilmore, G., Iwwin, M.J. & Suntzeff, N.B., 1997, AJ, **113**, 634

- Irwin, M.. & Hatzidimitriou, D., 1995, MNRAS, **277**, 1354
- Karachentsev, I.D. & Makarov, A., 1996, AJ, **111**, 796
- Knapp, G.R., Kerr, F.J. & Bowers, P.F., 1978, AJ, **83**, 360
- Koribalski, B., Johnston, S. & Otrupcek, R., 1994, MNRAS, **270**, L43
- Kormendy, J., 1985, ApJ, **295**, 73
- Kormendy, J., 1988, Origin, Structure, and Evolution of Galaxies, Fang L.Z. ed.,
World Scientific Publishing, Singapore, p.252
- Lake, G., Schommer, R.A. & van Gorkom, J.H., 1990, AJ, **99**, 547
- Lee, M.G., 1995, AJ, **110**, 1129
- Lee, M.G., Freedman, W., Mateo, M., Thompson, I., Roth, M. & Ruiz, M.T.,
1993, AJ, **106**, 1420
- Lin, D., 1999, in Dwarf Galaxies, proceedings of the XXXIII Rencontres de Mo-
riond, eds. Trinh Xuan Thuan, Chantal Balkowski, Véronique Cayatte et
Jean Thanh Vân, (Éditions Frontières : Gif-sur-Yvette), in press
- Lin, D.N.C. & Faber, S.M., 1983, ApJ, **266**, L21
- Lo, K.Y., Sargent, W.L.W. & Young, K., 1993, AJ, **106**, 507
- Martinez-Delgado, D., Gallart, C. & Aparicio, A., 1999, in preparation
- Mateo, M., 1998, ARA&A, **36**, 435
- Mathewson, D., Cleary, M.N. & Murray, J.D., 1974, ApJ, **190**, 291
- Meurer, G.R., Freeman, K.C., Dopita, M.A. & Cacciani, C., 1992, AJ, **103**, 60
- Mighell, K.J., 1997, AJ, **114**, 1458
- Morras, R. & Bajaja, E., 1986, Rev.Mexicana Astron.Af, **13**, 69

- Mould, J., 1997, PASP, **109**, 125
- Olszewski, E.W. & Aaronson, M., 1985, AJ, **90**, 221
- Oosterloo, T., DaCosta, G.S. & Staveley-Smith, L., 1996, AJ, **112**, 1996
- Ortolani, S. & Gratton, R.G., 1988, PASP, **100**, 1405
- Puche, D., Westpfahl, D., Brinks, E. & Roy, J., 1992, AJ, **103**, 1841
- Puche, D. & Westpfahl, D., 1994, ESO/OHP Workshop on Dwarf Galaxies, eds G.Meylan & P.Pugniel (ESO : Garching), p.273
- Putman, M.E., Gibson, B.K., Staveley-Smith, L., Banks, G., Barnes, D.G., Bhattal, R., Disney, M.J., Ekers, R.D., Freeman, K.C., Haynes, R.F., Henning, P., Jerjen, H., Kilborn, V., Koribalski, B., Knezek, P., Malin, D.F., Mould, J.R., Oosterloo, T., Price, R.M., Ryder, S.D., Sadler, E.M., Stewart, I., Stootman, F., Vaile, R.A., Webster, R.L. & Wright, A.E., 1998, Nature, **394**, 752
- Richstone, D.O., & Tremaine, S., 1986, AJ, **92**, 72
- Ryle, M. & Hewish, A., 1960, MN, **120**, 220
- Sault, R.J, Teuben, P.J. & Wright, M.C.H., 1995, in Astronomical Data Analysis Software and Systems IV, ASP Conf. Ser. vol.77, eds R.A.Shaw, H.E.Payne & J.J.E.Hayes, p.433
- Saviane, I., Held, E.V. & Piotto, G., 1996, A&A, **315**, 40
- Schuster, H.E. & West, R.M., 1976, A&A, **49**, 129
- Skillman, E.D., Tervelich, R., Teuben, P.J. & Woerden, H., 1988, A&A , **198**, 33
- Smecker-Hane, T.A., Stetson, P.B., Hesser, J.E. & Lehnert, M.D., 1994, AJ, **108**, 507

- Steer, D.G., Dewdney, P.E. & Ito, M.R., 1984, *A&A*, **137**, 159
- Stetson, P.B., 1997, *Baltic Ast.*, **6**, 3
- Vader, J.P., 1986, *ApJ*, **305**, 669
- van den Bergh, S., 1994, *AJ*, **107**, 1328
- van den Bergh, S., 1994, *ApJ*, **428**, 617
- van de Rydt, F., Demers, S. & Kunkel, W.E., 1991, *AJ*, **102**, 130
- Wakker, B.P. & van Woerden, H., 1997, *ARA&A*, **35**, 217
- Wakker, B.P. & Schwarz, U.J., 1991, *A&A*, **250**, 484
- Wirth, A. & Gallagher, J.S., 1984, *ApJ*, **282**, 85
- Whiting, A.B., Irwin, M.J. & Hau, G.K.T., 1997, *AJ*, **114**, 996
- Young, L. & Lo, K.Y., 1996, *ApJ*, **462**, 203
- Young, L. & Lo, K.Y., 1997, *ApJ*, **490**, 710

Annexe A

Traitement des données

Cet appendice se veut un guide pratique pour ce qui est du traitement des données radio à l'aide des logiciels AIPS et MIRIAD. Ceci concerne particulièrement les procédures à suivre lorsqu'il s'agit de traiter des observations mosaïque obtenues au ATCA. Chaque tâche ou programme décrit ci-bas requiert pour son exécution que l'on spécifie un certain nombre de paramètres, lesquels ne seront pas tous énumérés dans cet appendice. Pour plus d'informations concernant les options supplémentaires ainsi que les paramètres spécifiques relatifs à chaque tâche, consulter les guides MIRIAD user's guide et AIPS cookbook, ou encore le site internet de ATNF :

<http://www.atnf.csiro.au/Software/Analysis>

Également, il est toujours possible, lors d'une séance de travail avec MIRIAD ou AIPS, de faire appel directement au fichier d'aide avec la commande 'help'.

I- Calibration (avec MIRIAD)

- 1) Transférer les données sur ruban au format MIRIAD sur disque. **ATLOD**
 Spécifier **options=bary,birdie,compress**. Note : processus plutôt capricieux pour sauter ou enregistrer plusieurs fichiers, indiquer alors **nfiles=1,1** (1 fichier sauté, 1 à lire) et utiliser les commades Unix pour avancer.
- 2) Vérifier les en-têtes des fichiers entrés (fréquence, etc.) **PRTHD**
- 3) Vérifier qu'il n'y a pas trop de mauvais points uv. Sélectionner avec **UVPLT**
vis les fichiers uv voulus. La commande **line** permet d'indiquer les canaux ou vitesses d'intérêt. On conseille d'inspecter séparément les calibrateurs, la source, un intervalle de temps ou encore un base-line particulier avec l'option **select** (taper help pour en savoir davantage). Par exemple, **select= source(1934-638.1420)** permet de visualiser les points du calibrateur de flux pointant vers la source 1934-638. Par défaut, l'amplitude en fonction du temps sera représentée, la commande **axis** permet de modifier ce choix des axes. Consulter le 'help' pour connaître toutes les **options** disponibles.
- 4) Si l'on doit éliminer certaines données uv trop divergentes, la tâche **BLFLAG**
 interactive BLFLAG s'avère fort pratique et facile à utiliser. Les alternatives (ex : TVFLAG) sont également exposées dans le user's guide.

- 5) Combiner les différents fichiers entrés avec ATLOD en un seul fichier résultant. Rentrer dans **vis** le nom de tous les fichiers à réunir, indiquer avec **out** le nom du fichier résultant, et spécifier s'il y a lieu avec **select** la sous-catégorie uv désirée. Par défaut, tous les points uv sont choisis. Pour éliminer les points de l'antenne 6 par exemple, si cette dernière n'est pas utilisée, entrer **select= -ant(6)**. **UVAVER**
- 6) Séparer le calibrateur de flux, le calibrateur de phase et la source. Indiquer avec **select** l'élément à isoler, répéter l'opération avec les éléments restants. Spécifier **options= mosaic**. **UVSPLIT**
- 7) Vérifier les données uv relatives au calibrateur de flux, éliminer ("flagger") les mauvais points s'il y a lieu. **BLFLAG**
- 8) Visualiser les phases XY. L'antenne présentant les plus faibles variations en phase et en amplitude servira éventuellement de référence pour les étapes suivantes. Spécifier avec **yaxis** le(s) sujet(s) d'intérêt (ex : amp, phase...). Consulter le 'help' pour une liste exhaustive des différentes **options** d'affichage possibles (ex : xygains, bandpass..). **GPPLT**
- 9) Calibration en flux. Sélectionner une antenne de référence, **refant**, pour laquelle la phase XY est la plus claire possible. Il faut également choisir un intervalle de temps approprié **interval**, pas trop élevé. Vérifier le résultat avec **GPPLT** et, si insatisfait de la calibration, effacer les tables avec la fonction **DELHD**, recommencer jusqu'à l'obtention d'un résultat satisfaisant (procéder d'ailleurs ainsi pour chaque étape). **MFCAL**
- 10) Copier les tables de 'gain' et de 'bandpass' obtenues à l'étape précédente sur le calibrateur de phase. Entrer dans **vis** le fichier contenant les tables à copier (cal.de flux) et indiquer dans **out** le fichier sur lequel celles-ci seront copiées (cal.de phase). **GPCOPY**
- 11) Vérifier les données uv du calibrateur de phase. **BLFLAG**

- 12) Calibration en phase. Paramètres idem à ceux de MFCAL. Indiquer **GPCAL options= xyvary,nopol**.
- 13) Tests sur la validité de la calibration. On peut visualiser et avoir **GPPLT** une liste des tables de correction en gain (se référer à l'étape 8). On vérifie entre autres que le choix de l'antenne de référence, ainsi que les intervalles de temps, étaient appropriés.
- 14) Comparer la valeur obtenue pour le flux de chaque calibrateur, vérifier la concordance avec les valeurs indiquées dans le manuel technique (consulter le site web). **UVFLUX**
- 15) Ajuster la densité de flux. Entrer dans **vis** le calibrateur de phase, **GPBOOT** et dans **cal** le calibrateur de flux servant de barème.
- 16) Vérifier les données uv de la source. **BLFLAG**
- 17) Appliquer la calibration résultante sur les données source. **GPCOPY**
- 18) Vérifier les données source, refaire des tests.

II- Cartographie et nettoyage des cartes

- 1) Effectuer une première série de cartes. Conseil pour une mosaïque : **INVERT** spécifier **robust=0.5** et **options=mosaic,double**.
- 2) Vérifier les en-têtes **PRTHD**
- 3) Visualiser les cartes, tenter de déterminer lesquelles contiennent de **TVDISP** l'émission.
- 4) Statistiques, déterminer le bruit. **IMSTAT**
- 5) Déterminer les caractéristiques (FWHM) du faisceau. Pour ce faire, **IMFIT** sélectionner une boîte autour du centre avec **region**.

- 6) Soustraire le continu ; pour ce faire, il faut spécifier avec **chans** quels canaux, au début et à la fin de la série, contiennent uniquement de l'émission continue. Par exemple, si au début les canaux a1 à a2 et à la fin les canaux b1 à b2 contiennent uniquement ce continu, indiquer **chans= a1,a2,b1,b2**. **UVLIN**
- 7) Cartographie décisive, à partir du fichier résultant de UVLIN. **INVERT**
- 8) Nettoyer les cartes présentant du signal HI, on effectue donc une déconvolution. Spécifier les canaux contenant de l'émission (z1 à z2), ainsi que la région entourant le signal si ce dernier s'avère suffisamment compact : **region= boxes(xmin,ymin,xmax,ymax)(z1,z2)**. La valeur de coupure pour le flux, **cutoff**, doit être suffisamment élevée pour éviter toute confusion avec le bruit. Si nécessaire pour atteindre la convergence, on peut augmenter le nombre d'itérations avec **niters**. **MOSSDI**
- 10) Restorer (convoluer) la carte. Préciser avec **model** le fichier sortant de MOSSDI, indiquer le faisceau **beam** à utiliser. **RESTOR**
- 11) Corriger pour l'atténuation du faisceau primaire. Le cube ainsi corrigé sera utilisé lors du calcul du profil global. Noter cependant que cette correction augmente grandement le bruit sur le pourtour des cartes. **LINMOS**
- 12) Convoluer (circulariser) le faisceau. Choisir le plus petit faisceau circulaire possible **fwhm** et indiquer **pa= 0**. Préciser **options=final**. **CONVOL**
- 13) Mettre en format FITS. Spécifier **op=xyout**. **FITS**

III- Analyse des moments (avec AIPS)

Veillez noter que les étapes de cette section sont rapportées de façon plus détaillée dans le guide précédemment écrit par Claude Carignan, à consulter

- 1) Transfert dans AIPS. **IMLOD**
- 2) Mettre les canaux et la région d'intérêt du cube convolué dans un **SUBIM** autre cube.
- 3) Transposer les axes en VLM (vel -ra -dec). Indiquer **TRANSCODE** **TRANS** '312'.
- 4) Effectuer différents tests (**SMOOTHING**, **FLUX** cutoff). Spécifier **MOMNT** **FUNCTYPE** 'hg' et consulter le fichier 'explain' pour une explication détaillée des paramètres. Essayer de plus petites valeurs de **FLUX** jusqu'à l'obtention du meilleur rapport signal/bruit. L'essai le plus concluant sera choisi.
- 5) Éliminer les mauvais résidus dans la carte du moment zéro. Ceci se **BLANK** fait interactivement (**OPCODE** 'tvcu' et **DOINVERS** -1), en délimitant avec le curseur le contour de l'émission valable. On remplace les mauvaises valeurs par des zéros (**DARM**(5)= 1). On répète avec les cartes mom1 et mom2, utilisant des masques (**DARM**(5)= -1) donnant des valeurs 'undefined' aux pixels.
- 6) Si nécessaire, ajuster la résolution des cartes de moment, afin qu'elles **LGEOM** soient compatibles avec l'image optique de la galaxie.
- 7) Attacher un fichier extension **ST** contenant la position d'étoiles près **STARS** de la galaxie. Si désiré, Un symbole '+' apparaîtra à la position de celles-ci lors de l'affichage.

- 8) Affichage des moments superposés à l'image optique. Définir les niveaux greys avec `PIXRANGE (min) (max/2)`. Préciser la valeur des contours avec `clev` et `levs`. Utiliser `STFACTOR` pour afficher la position des étoiles avec le facteur de grandeur désiré. **GREYS**
- 9) Imprimer en spécifiant `DPARM(9)= 1` pour des contours blancs. **LWPLA**
- 10) Calculer le profil global HI. Utiliser le `mom0` pour tracer le contour de l'émission sur le cube corrigé pour l'atténuation du faisceau primaire. Ensuite, traiter les données avec le programme indépendant 'global.f'. **BLSUM**

IV- Graphiques

- 1a)** Visualisation couleur des canaux. Avant d'utiliser cette tâche, préciser le système d'affichage, ex : `xmtv &`, et `xpanel &` pour avoir le contrôle de l'affichage (zoom, nuances...). Préciser le serveur (ex : `bjor`) avec `server= xmtv@bjor`. La commande `region` permet de choisir les canaux d'intérêt ainsi qu'une région (boîte ou polygone) précise si désiré. Pour de l'animation, spécifier `options= movie`. Utiliser `TVINIT` pour ré-initialiser l'écran. (MIRIAD) **TVDISP**
- 1b)** Visualiser. Les touches F3,F4,F5,F6 (A,B,C,D) permettent de contrôler interactivement l'affichage. Pour de l'animation, utiliser `TVMOVIE`. (AIPS) **TVALL**
- 2a)** Diagrammes contour. Pour ce faire, spécifier `type= contour`, sinon l'affichage sera en pixels. Indiquer le facteur d'échelle `slev` avec deux valeurs, d'abord le type `p` (pourcentage) ou `a` (absolu), ensuite la valeur par laquelle les différents niveaux `levs` seront multipliés. On peut choisir un mode d'affichage `device` à l'écran ou sous forme de fichier `ps`, de même que l'on peut choisir avec `nxy` le nombre de canaux affichés en `x` et en `y`. Possibilité de choisir aussi les axes avec `labtype`. Se référer au 'help' pour la liste complète des multiples `options` disponibles, ex : `3value` (indication du 3e axe), `cursor`, `stats`, etc... (MIRIAD) **CGCURS**
- 2b)** Diagrammes contour des canaux. Spécifier les contours avec `CLEV` et `LEVS`. Indiquer avec `BLC` et `TRC` les limites de l'image désirée. Pour avoir un fichier imprimable 'PL', indiquer `DOTV -1`. (AIPS) **KNTR**
- 3)** Diagrammes contour des cartes de moment. (AIPS) **CNTR**

- 4) Affichage des moments superposés sur l'image optique. Définir les **GREYS** niveaux greys avec PIXRANGE (min) (max/2). Préciser la valeur des contours avec clev et levs. Utiliser STFACTOR pour afficher la position des étoiles. (AIPS)
- 5) Imprimer le fichier 'PL' en spécifiant DPARM(9)= 1 pour des **LWPLA** contours blancs. (AIPS)

REMERCIEMENTS

Je tiens particulièrement à remercier Claude Carignan mon directeur de recherche pour son soutien et ses encouragements, de même que pour ses nombreux conseils et commentaires toujours pertinents et appréciés. Merci Claude pour m'avoir fait découvrir le monde des galaxies et de l'imagerie radio, merci aussi pour ta patience et pour le climat de travail toujours cordial. Remerciements sincères à Tom Oosterloo et à Stéphanie Côté pour les observations effectuées au ATCA, ce fut un outil de travail remarquable. Merci à Tony Moffat pour avoir bien voulu corriger mon anglais quelque peu imparfait et pour avoir apporté quelques suggestions et améliorations. Je ne voudrais pas oublier de mentionner l'aide précieuse du technicien Luc Turbide, dont je tiens à souligner le calme et la patience. Également, un merci spécial à mes confrères étudiants en astronomie-astrophysique ainsi qu'à mes collègues de bureau (F-401) pour l'entraide et le support moral, pour les discussions amicales. Merci aussi à mes parents pour leur confiance, pour avoir toujours accepté mes choix, enfin pour m'avoir encouragé à aller au bout de mes rêves.