



**HAL**  
open science

# Amas stellaires galactiques et extragalactiques effets dynamiques de la galaxie hôte

Gilles Bergond

► **To cite this version:**

Gilles Bergond. Amas stellaires galactiques et extragalactiques effets dynamiques de la galaxie hôte. Astrophysique [astro-ph]. Observatoire de Paris, 2002. Français. ⟨NNT : ⟩. ⟨tel-02071403⟩

**HAL Id: tel-02071403**

**<https://hal.science/tel-02071403v1>**

Submitted on 18 Mar 2019

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

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



HAL Authorization

Thèse de doctorat présentée le 15 janvier 2002 à l'Observatoire de Paris

---

# AMAS STELLAIRES

## Galactiques et extragalactiques : effets dynamiques de la galaxie hôte

Soutenue devant le jury composé de :

Mme Nicole CAPITAINE	Président
M. Denis BURGARELLA	Rapporteur
M. Kenneth JANES	Rapporteur
Mme Françoise COMBES	Examineur
Mme Ana GÓMEZ	Co-directrice de thèse
M. Jean GUIBERT	Co-directeur de thèse

*École Doctorale Dynamique des Systèmes Gravitationnels*

\_\_\_\_\_ OBSERVATOIRE DE PARIS \_\_\_\_\_

Gilles BERGOND



AMAS STELLAIRES GALACTIQUES ET EXTRAGALACTIQUES

EFFETS DYNAMIQUES DE LA GALAXIE HÔTE

# Table des matières

<b>I</b>	<b>AMAS STELLAIRES GALACTIQUES</b>	<b>1</b>
<b>1</b>	<b>Des étoiles très grégaires...</b>	<b>3</b>
<b>2</b>	<b>Amas ouverts</b>	<b>7</b>
2.1	Généralités . . . . .	7
2.1.1	Évolution . . . . .	9
2.1.2	Systèmes binaires . . . . .	10
2.2	Objets jeunes . . . . .	11
2.2.1	Formation stellaire . . . . .	11
2.2.2	Amas ouverts et évolution stellaire . . . . .	12
2.3	Étude structurale d'amas jeunes et proches : queues de marée . . . . .	12
2.3.1	Plaques photographiques de M41, NGC 2516 et M48 . . . . .	14
2.3.2	Méthode d'analyse : sélection des membres dans le CMD . . . . .	15
2.4	Article <i>Gravitational tidal effects on Galactic open clusters</i> . . . . .	15
2.5	Amas ouverts vieux . . . . .	29
2.6	Étude structurale d'amas ouverts vieux : effet de compression . . . . .	30
2.6.1	Relevé stellaire <i>Pre-Flames</i> . . . . .	30
2.6.2	Conclusion sur les amas ouverts vieux . . . . .	44
2.6.3	Perspective : données <i>CFH12k</i> . . . . .	44
<b>3</b>	<b>Amas globulaires</b>	<b>49</b>
3.1	Principales propriétés . . . . .	49
3.2	Étude à l'aide de plaques de Schmidt . . . . .	51
3.2.1	NGC 7099 (Messier 30) . . . . .	51
3.3	Imagerie CCD grand-champ : recherche d'effets de marée . . . . .	52
3.3.1	Caméra mosaïque de CCDs <i>WFI</i> (2m20 ESO) . . . . .	52
3.3.2	Conclusion sur les amas globulaires . . . . .	62
3.3.3	Images de la caméra <i>CFH12k</i> . . . . .	67
3.3.4	Données EIS pré-réduites . . . . .	67
<b>4</b>	<b>Naines sphéroïdales</b>	<b>69</b>
4.1	Lien avec les amas globulaires ? . . . . .	69
4.1.1	$\omega$ du Centaure . . . . .	69
4.2	Exemple de <i>Leo I</i> . . . . .	72

<b>II</b>	<b>SYSTÈMES D'AMAS STELLAIRES</b>	<b>83</b>
<b>5</b>	<b>Amas dans le Groupe Local</b>	<b>89</b>
5.1	Galaxies spirales . . . . .	89
5.2	Les Nuages de Magellan . . . . .	90
5.2.1	Amas jeunes et massifs . . . . .	91
5.2.2	Amas stellaires binaires . . . . .	91
5.3	Article <i>Interacting binary clusters in the LMC</i> . . . . .	94
5.4	Perspectives sur les amas dans le Groupe Local . . . . .	104
<b>6</b>	<b>Groupes de galaxies</b>	<b>105</b>
6.1	Groupes compacts . . . . .	106
6.1.1	Définition . . . . .	106
6.1.2	Étude au VLT . . . . .	107
6.1.3	Traitement et analyse . . . . .	110
6.1.4	Résultats préliminaires (article <i>Wanderer globular clusters candidates around HCG 90</i> ) . . . . .	138
6.2	Groupes proches . . . . .	140
6.2.1	Relevé extragalactique <i>Pre-Flames</i> . . . . .	140
6.2.2	Groupe de Messier 81 . . . . .	144
6.3	Groupes épars . . . . .	145
6.3.1	Suite du relevé <i>Pre-Flames</i> . . . . .	145
6.3.2	Données <i>CFH12k</i> . . . . .	145
<b>7</b>	<b>Amas de galaxies</b>	<b>149</b>
7.1	Généralités . . . . .	149
7.2	Étude grand-champ dans <i>Fornax</i> . . . . .	150
<b>III</b>	<b>SYNTHÈSE ET PERSPECTIVES</b>	<b>153</b>
<b>8</b>	<b>Conclusion générale</b>	<b>155</b>
<b>9</b>	<b>Prospective</b>	<b>157</b>
9.1	Dans un futur immédiat . . . . .	157
9.2	À moyen et long terme . . . . .	160

# Table des figures

1.1	Ces images (champs <i>DSS</i> de $\sim \frac{1}{4}\square^\circ$ ) montrent toute la “dynamique” en richesse offerte par l’étude des amas stellaires. En haut, NGC 6994 (73 <sup>e</sup> objet de Messier) qui n’apparaît que comme un quadruplet d’étoiles. En bas, <i>ω Centauri</i> offre un fabuleux poudroïement avec une masse totale estimée à $5 \times 10^6$ masses solaires $M_\odot$ (Meylan et al. [1995]). . . . .	4
2.1	Distribution en $(\ell, b)$ des 1200 amas du catalogue de Lyngå [1987]. Très peu d’objets sont en dehors du Plan, même si la dispersion est plus marquée vers l’Anticentre où l’on rencontre les AOs les plus vieux qui ont justement survécu grâce à leur grande hauteur $Z$ au-dessus du Plan (on a $Z = d \sin b$ , où $d$ est la distance de l’amas en parsecs). . . . .	8
2.2	Surimpression des contours <i>IRAS</i> $100 \mu\text{m}$ sur une image de la <i>Digitized Sky Survey</i> du champ de l’AO Berkeley 93. L’amas, dont les membres sont très faibles, est quasiment invisible sur la photo mais sa position est encadrée pour montrer l’imbrication apparente — à confirmer cependant par des observations (sub)millimétriques — avec le complexe moléculaire, et cela bien que l’AO soit relativement âgé avec environ $10^8$ ans. . . . .	13
2.3	Diagramme couleur vs. magnitude <i>instrumentale</i> pour toutes les sources sur les plaques ESO <i>B</i> et <i>R</i> de NGC 2516. Pour éviter le plus gros de la pollution, et en considérant la proximité de l’amas, on ne garde que les sources de $R < 13.5$ . C’est sur ces sources brillantes que l’on effectuera une sélection des membres de l’AO (ci-dessous). . . . .	16
2.4	<b>À gauche</b> pour la coupure aux étoiles les plus brillantes, le CMD en magnitudes instrumentales des étoiles considérées comme membres de Messier 41 $\equiv$ NGC 2287 (en gros points) est superposé au CMD sur toute la plaque (points fins). Trois morceaux dans la séquence principale supérieure de M41 sont retenus. <b>À droite</b> le principe est le même pour NGC 2516; on conserve ici toute la séquence principale brillante de l’amas. . . . .	16
2.5	Centre de l’amas NGC 2516 sur une image de la <i>DSS</i> (N en haut, E à gauche). Les cercles rouges correspondent aux étoiles en commun avec Dachs & Kabus [1989] les plus faibles dans le masque du CMD S/B (cf. table 2.2). Deux autres étoiles brillantes cerclées de bleu sont parmi les plus massives sélectionnées (revoir la FIG. 2.4, à droite). . . . .	17
2.6	Image du relevé ESO <i>Pre-Flames</i> de M 67 prise avec la caméra <i>WFI</i> , par coaddition de 2 intégrations de 240 s en bande <i>B</i> . Deux poses décalées en ascension droite et déclinaison n’étant pas suffisantes pour recouvrir complètement les vides entre les CCDs de la mosaïque, il subsiste quelques petites zones non exposées, sans conséquence pour notre analyse. Sur cette image <i>WFI</i> (et les autres), le Nord est vers la gauche, l’Est en bas. . . . .	32

- 2.7 **Gauche** : diagramme couleur–magnitude  $B - V, B$  de tout le champ sur M67. **Droite** : erreur photométrique associée (coupure à  $< 0.1$  mag), calculée par *DAOphot*. Notez la franche discontinuité vers  $B \simeq 21$  correspondant sans doute à la “jointure” des catalogues de la pose courte de 30 s *SHALLOW* et de la coaddition des deux poses *DEEP* plus profondes. On peut aussi remarquer les erreurs fortes de quelques sources saturées (pour information, voir justement les remarques de Gilliland [1997] concernant la photométrie, avec le télescope spatial Hubble *HST*, d’étoiles surexposées dans M67). . . . . 33
- 2.8 Catalogue bande  $B$  sur M67 : paramètres *Chi* (à gauche) et *Sharpness* (à droite avec une troncature aux valeurs  $|Sharp| < 1.2$ ), correspondant à la qualité de l’ajustement de la fonction d’appareil par *DAOphot* (ou “*PSF fitting*”) et à la ponctualité des sources. . . . . 33
- 2.9 Distribution spatiale sur l’ensemble du champ de Messier 67, toutes sources  $BV$  confondues (à gauche), et pour les sources très rouges ayant  $B - V > 1.5$  (à droite). Le centre du champ  $(X, Y) = (0, 0)$  correspond aux coordonnées *J2000.0* de l’amas : (08h51m18s,  $+11^{\circ}50'$ ). Les échelles en abscisse et en ordonnée sont en minutes d’arc. Dans toute la suite, l’axe des  $X$  marquera la direction Est ( $X < 0$ ) – Ouest, et  $Y < 0$  le Sud. . . . . 34
- 2.10 **Haut** : analyse en rapport signal sur bruit du CMD de M67, à gauche sur une grille de  $40 \times 40$  cellules, à droite après lissage par une gaussienne adaptée aux erreurs photométriques ; le masque du CMD finalement utilisé pour isoler les membres probables de l’amas correspond à la zone sombre (intérieur du contour blanc). **Bas** : densité spatiale après lissage par ondelettes (addition de plusieurs plans) des 685 membres probables de M67 sélectionnés dans le masque du CMD. On note une nette compression de l’amas presque parallèlement au Plan Galactique (i.e. la diagonale SE–NO du champ). . . . . 35
- 2.11 **En haut** : à gauche, distribution spatiale relativement concentrée des quelque 300 membres probables de M67 plus brillants que la magnitude  $B = 15$ . À droite, la distribution spatiale de trois cents membres plus faibles que  $B \geq 15.5$  est plus diffuse. **En bas** est représenté le profil radial de deux sous-groupes de membres : les 300 étoiles probables de l’amas plus brillantes que  $B \leq 15$  apparaissent légèrement plus concentrées que la même quantité de membres plus faibles que  $B \geq 15.5$ . Le fort déclin à  $r \simeq 16'$  correspond aux bords de l’image sommée. Il faudrait aller plus loin (le rayon de marée approchant le degré) pour confirmer la ségrégation de masse. Le creux relatif à proximité du centre correspond par contre clairement à quelques membres brillants qui perturbent le comptage à leur proximité (une saturation forte créant des halos stellaires importants). . . . . 36
- 2.12 Addition de deux poses de 240 s en bande  $B$  avec la caméra *WFI*, sur le champ de l’AO NGC 2477. Les différences de niveau de ciel entre les deux intégrations sont négligeables ici, on ne remarque par conséquent pas de “discontinuité” entre les huit CCDs du récepteur mosaïqué. Sur l’image, le Nord est vers la gauche et l’Est vers le bas. . . . . 38
- 2.13 Comptage brut des sources détectées autour de NGC 2477. L’amas apparaît totalement noyé dans un champ très dense dont le CMD global est présenté au-dessous. . . . . 39

- 2.14 **Haut** : à gauche, le diagramme couleur-magnitude  $B - V, B$  des  $\simeq 350$  sources situées à moins de  $2'$  du centre donné pour l'amas ouvert NGC 2477 (07h52m18s,  $-38^{\circ}33'00''$  en  $J2000.0$ ). À droite, masque de sélection retenant 1457 membres probables sur un total initial de près de 33 000 objets. Le morceau inférieur (incluant les sources de magnitude  $B < 19$ ) contient probablement beaucoup d'étoiles du champ, mais la pollution à ces latitudes  $b \simeq -5^{\circ}$  est impossible à éliminer totalement. **Bas** : à gauche, distribution spatiale des membres probables de l'AO après lissage par ondelettes du comptage en  $128 \times 128$  cellules (à droite). Notez le net gradient dû vraisemblablement à l'extinction variable dans le champ, où il y a une forte absorption dans la partie sud-est. Comme pour M67, un allongement de l'amas selon une direction proche du Plan (diagonale SE-NO du champ) est visible. Le Nord est vers le haut, l'Est à gauche. . . . . 40
- 2.15 Addition des 2 poses en bande  $B$  de 240 s sur l'amas ouvert vieux NGC 2506, décalées afin de recouvrir les interstices entre les CCDs, avec la caméra mosaïque *WFI*. Sur l'image, le Nord est vers la gauche, l'Est en bas. . . . . 41
- 2.16 **En haut** : comptage brut des sources sur le champ *WFI* de NGC 2506. Le CMD de tout le champ est montré en bas à gauche, ainsi que celui limité dans un rayon de  $3'$  autour de l'AO (à droite, densité lissée du CMD en grisé). Le point  $(X, Y) = (0, 0)$  correspond au centre de l'amas ouvert, situé exactement à  $\alpha_{J2000.0} = 8h, \delta_{J2000.0} = -10^{\circ}47'$ . . . . . 42
- 2.17 **Haut (gauche)** : S/B de l'amas NGC 2506 par rapport au champ dans le diagramme couleur-magnitude subdivisé en 160 cellules. **Haut (droite)** : comptage des 1399 membres sélectionnés (sur 16300 sources originales) en divisant le champ en  $128 \times 128$  régions. **En bas** : densité de l'AO lissée par ondelettes. il n'y a pas de signe net d'aplatissement ni de queue de marée, les isophotes respectant une géométrie quasi-circulaire. . . . . 43
- 2.18 Image du relevé stellaire *Pre-Flames* de l'AO distant Be 20 résultant de la coaddition de 2 poses de 4 min avec la caméra *WFI*, bande  $B$  (champ tronqué de  $\sim 2'$  sur les bords N (gauche) et S (droite) du champ). Le fond de ciel est loin d'être homogène... . . . . . 45
- 2.19 Diagramme  $B$  vs.  $B - V$  de tout le champ de la caméra *WFI* pour l'amas ouvert Be 20; comparer à la figure 9 de Momany et al. [2001]. En gros points les  $\sim 200$  sources situées à moins de  $2.5'$  du centre donné pour l'amas (05h33m01s7,  $+00^{\circ}12'53''$  en  $J2000.0$ ) tracent une partie de la séquence principale de l'AO, noyée dans le CMD du champ. . . . . 46
- 2.20 CCD N° 6 de la caméra mosaïque *CFH12k* (première version). Les données provenant de cette matrice sont difficilement exploitables, les efficacités de transfert de charge (ou CTE) des registres horizontaux et verticaux étant particulièrement mauvais. . . . . 47
- 3.1 Comptage brut de toutes les sources détectées sur le film  $U$  incluant M30 (visible au centre) et Pal 12, perceptible vers  $(X, Y) \sim (7200, 4800)$  en utilisant un seuil très bas à  $2\sigma$ . L'effet de bande — 1024 pixels de largeur  $X$ , en 28 passages du *Reticon* — est alors évident, de même que certaines inhomogénéités dans l'émulsion (gradient à grande échelle, traces au Sud-Ouest). Il a été vérifié par une 2<sup>e</sup> digitalisation sur la table de lecture que le comptage plus fort aux petits  $Y$  n'était pas dû à un mauvais plaquage du film contre son support (en "sandwich"), soupçonné lors d'un premier passage. . . . . 53

- 3.2 Histogrammes de l'angle de position  $\Theta$  et de l'ellipticité (comme calculés par *SExtractor*). Notez les pics marqués pour  $\Theta = 90$  modulo  $45^\circ$ . Une surabondance inexplicée de sources à  $e \simeq 0.4$  et à  $e \simeq 0.6$  est également présente avec la détection à  $2\sigma$ . Ces phénomènes ne peuvent être attribuables à un défaut de suivi, les étoiles étant rondes sur la quasi-totalité de l'image grâce à la qualité de l'optique du Schmidt de l'ESO. . . . . 54
- 3.3 **À gauche** : erreur sur la magnitude de Kron *MAG\_AUTO* fournie par *SExtractor* pour la plaque *U* de M30. **À droite** : différence entre *MAG\_BEST* et *MAG\_AUTO* en fonction de la magnitude. Des écarts importants apparaissent pour les sources confuses situées dans des champs encombrés, où la magnitude isophotale est préférée à la magnitude de Kron comme "meilleure" estimation de la magnitude totale, surtout avec le seuil de détection très bas choisi (volontairement à  $2\sigma$  du bruit de fond de Ciel pour rappel). . . . . 54
- 3.4 Résultats sur deux paramètres calculés par *SExtractor*, en fonction de la magnitude des sources. **À gauche** la largeur à mi-hauteur, **à droite** l'indice de stellarité (valant théoriquement 1 pour une source parfaitement ponctuelle, et 0 pour une source nettement étendue comme une galaxie). Il est clair que la stellarité n'a aucune signification avec des données photographiques, vu que son calcul est basé sur le "seeing", qu'il est quasiment impossible de définir sur l'image — la largeur à mi-hauteur changeant constamment selon la brillance des sources. Il faudrait sans doute "réentraîner" complètement avec une image argentique le réseau neuronal par défaut du logiciel... . . . . . 55
- 3.5 Exemple de séparation étoiles/galaxies dans le champ de l'amas globulaire Messier 30. Par un algorithme itératif basé sur la brillance des sources dans une surface (pixels sur l'isophotale) donnée, les galaxies convergent sur une courbe située au-dessous de la séquence des sources ponctuelles (dont beaucoup de membres de M30). La méthode n'est cependant plus très efficace au-delà des magnitudes (instrumentales)  $B \sim 17-18$ . . . . . 56
- 3.6 **À gauche** : plan magnitude–magnitude surfacique, qui peut être une alternative à l'utilisation du diagramme aire–magnitude (**à droite**) pour la séparation des sources ponctuelles des galaxies (c.-à-d. des objets étendus) sur des données photographiques. . . . . 57
- 3.7 Diagramme couleur–magnitude *VI* d'une zone de  $15' \times 12'$  centrée sur l'amas NGC 1851 (en magnitudes instrumentales). L'image en *V* correspondante est montrée au-dessus. Elle résulte de la coaddition de 5 poses décalées. Notez que seule la partie la plus interne du noyau est proche de la saturation (la couleur jaune correspondant à des pixels ayant plus de 60 kADUs), l'amas étant particulièrement concentré avec  $c = 2.32$ . . . . . 60
- 3.8 Distribution spatiale lissée par ondelettes (coaddition de plusieurs plans de l'algorithme de Bijaoui [1991]) des membres probables de NGC 1851 ; le centre du champ correspond aux coordonnées  $\alpha_{J2000.0} = 05h14m06s.3$  et  $\delta_{J2000.0} = -40^\circ 02' 50".2$ . Les isophotes externes sont assez réguliers, la sous-densité au centre étant principalement due à la forte saturation du noyau dans les poses en bande *I*. Le N est en haut et l'E à gauche. . . . . 61

- 3.9 **Haut** : comptage brut des sources détectées par *SExtractor* sur l'image non convoluée en  $V$ , coaddition de cinq poses sur NGC 5634. L'inefficacité de l'extraction est évidente dès que le champ devient dense (rien n'est détecté dans le centre de l'amas, surtout sans filtrage) et la présence du "phare" (avec halo et aigrettes de diffraction) situé juste au Sud-Est biaise également fortement le comptage dans la périphérie de l'objet. Le centre du champ est aux coordonnées  $\alpha_{J2000.0} = 14\text{h}29\text{m}37^{\text{s}}.2$  et  $\delta_{J2000.0} = -05^{\circ}58'35''$ . Sur l'image, le N est en haut, l'E à gauche. **En bas** : CMD de NGC 5634 réalisé simplement avec *SExtractor* (moins de 4000 sources mises en correspondance entre les catalogues  $V$  et  $I$ ) permet quand même d'avoir la structure de la BH très bleue, la RGB et le coude. . . . . 63
- 3.10 **En haut** : signal sur bruit du CMD de l'AG NGC 5634 (on rappelle qu'il s'agit de magnitudes  $\text{MAG\_AUTO}$  instrumentales *SExtractor* ici, imprécises car le champ est dense). La densité spatiale des sources (ponctuelles) sélectionnées est représentée **en bas** ; le centre de l'image est masqué à un niveau constant car non utilisable avec *SExtractor*. Même pour les faibles densités, la forme globale reste régulière (N en haut, E à gauche). . . . . 64
- 3.11 Image à haut contraste du champ de NGC 5824. Cette image résulte de la coaddition de cinq poses individuelles et légèrement décalées en  $V$  avec la caméra *WFI*. Les ex-interstices entre les matrices sont assez clairement visibles, essentiellement comme des zones à plus bas rapport S/B. Des petites différences de niveaux (de l'ordre de  $\simeq 1.5\%$  à  $2\%$  au maximum) subsistent entre certains CCDs ; un "super flat", c.-à-d. une PLU réalisée à partir des poses sur les objets eux-mêmes (images de champs célestes), n'a en effet pas été utilisé en  $V$  afin de ne pas ajouter de bruit. On note que le coin Sud-Est reste également sensiblement vignetté. Sur l'image, le Nord est en haut, l'Est vers la gauche. . . . . 65
- 3.12 Signal sur bruit dans le CMD pour l'amas globulaire NGC 5824 (**en haut**). La branche horizontale est sélectionnée en partie dans le masque définissant les 4000 membres les plus probables. **En bas** : une fois lissée par ondelettes, la structure de l'amas est clairement allongée (ellipticité  $e \simeq 0.15$  en projection) dans la direction Nord-Sud, mais sans indication certaine de queue de marée ;  $(X, Y) = (0, 0)$  correspond aux coordonnées  $(15\text{h}03\text{m}58^{\text{s}}.5, -33^{\circ}04'03''.8)$  en  $J2000$ . L'Est est vers la gauche, le Nord en haut. . . . . 66
- 3.13 Pose en  $B$  de 4 min sur l'amas proche NGC 6397 avec la caméra *WFI*. Tous les AGs ont été décalés sur le CCD #55 afin que leur centre ne tombe pas sur les interstices. . . . . 68
- 4.1 Diagramme  $V - I, V$  de  $\omega$  Centauri basé sur un seul CCD de la caméra *WFI* dont on peut voir le comptage au-dessous (des vides de détection apparaissent autour des étoiles saturées). Les temps de pose en  $V$  et en  $I$  sont de 200 s et 150 s respectivement. . . . . 70
- 4.2 Les quelques 64 000 sources du seul CCD #55 de la caméra *WFI* pointé vers une zone au Sud-Est du centre de  $\omega$  Cen, sur une pose test de 200 s en  $V$  au télescope de 2m20 de La Silla, ont été extraites avec *DOPHOT* pour donner le CMD  $V - I, V$  présenté dans la figure précédente. On peut voir que les erreurs photométriques (**en haut**) restent raisonnables jusqu'à la limite de détection vers  $V \sim 23$  (saturation en-deçà de  $V \sim 13.5$ ). . . . . 71
- 4.3 *Leo I* : image *WFI* résultant de l'empilement de dix poses en  $I$  décalées. . . . . 72

- 4.4 Fausses détections dues à un seuil choisi trop bas dans *DAOphot* du moins pour les zones où toutes les poses ne sont pas superposées, en particulier les coins de l'image (13 poses *V* de 220 s chacune additionnées). En bas, le CMD  $V - I, V$  résultant montre clairement que ces "mauvaises" sources ont une magnitude anormalement faible. . . . . 74
- 4.5 CMD  $V - I, V$  réalisé avec un seuil plus restrictif pour l'extraction des sources, à  $3\sigma$  du *rms* du fond de Ciel. La branche horizontale n'est pas visible (voir Held et al. [2000]) — on rappelle que la calibration photométrique reste à effectuer. La zone présentant le meilleur rapport S/B par rapport aux étoiles de "champ" (choisies dans un anneau près des bordures) est le haut de la RGB. En bas à **gauche**, on présente l'histogramme (ordonnée en échelle logarithmique) du paramètre *Chi* pour les sources détectées en *V*. À **droite**, histogramme du paramètre de "*Sharpness*" également pour l'image *V* sommée. . . . . 75
- 4.6 Variation avec la magnitude des deux principaux paramètres d'ajustement de la fonction d'appareil qui sont produits par la sortie de *DAOphot* : "*Chi*" (en haut à **gauche**) et "*Sharpness*" (en haut à **droite**). En bas, le diagramme *Chi* versus *Sharpness* montre le comportement "orthogonal" des deux paramètres. Les courbes pour les images en *I*, de meilleur seeing, sont légèrement différentes mais l'allure globale reste inchangée. . . . . 76
- 4.7 **Haut** : densité brute des 2991 membres sélectionnés par le CMD S/B de *Leo I*, comptabilisés en divisant le champ en  $128 \times 128$  cellules. Après lissage par ondelettes (coaddition de plusieurs plans pour mettre en évidence les structures à grande échelle), les isophotes apparaissent très régulières (image **en bas**). La forme ellipsoïdale est évidente (ellipticité  $e > 0.25$  projetée) avec, possiblement, une légère extension vers l'Est (à gauche, le Nord étant en haut). Le centre du champ est en  $(10^{\text{h}}08^{\text{m}}28, 12^{\circ}18'24'')_{J2000.0}$ . . . 77
- 4.8 CCDs centraux de la caméra *WFI* où la naine sphéroïdale de la Carène apparaît comme une très légère surconcentration d'étoiles faibles, dispersées sur 4 CCDs au moins. Le Nord est en haut, l'Est vers la gauche (orientation naturelle de l'instrument). . . . . 78
- 4.9 CCD #55 de la caméra *WFI* montrant la spirale IC 2537 (en bas) et la galaxie naine dans *Antlia* (de type transitionnel dSph/dIrr, objet à faible brillance de surface au bord supérieur de l'image). Seules de rares géantes paraissent résolues dans la naine, le reste de la galaxie étant complètement diffus (seeing  $\simeq 1''$  ; le N est en haut, l'E à gauche). . . . . 79
- 4.10 Représentations 3-D de l'histoire de la formation stellaire pour la plupart des naines sphéroïdales et elliptiques du Groupe local, calculées par E. Grebel (Grebel [1998]) . . . . . 80
- 4.11 Sur cette image en "vraies" couleurs du VLT, la plupart des sources ponctuelles entourant la galaxie du Sombrero sont des amas globulaires. Grâce à sa proximité, M104 possède un riche système d'AGs particulièrement étudié, y compris spectroscopiquement. Nous pourrions obtenir de nouvelles observations avec *Flames* d'AGs situés à de plus grandes distances du centre de M104 lors de la phase d'essais de l'instrument (le Sombrero sera en effet idéalement placée en avril pour les premiers tests de *Giraffe*). 86

4.12	De gauche à droite et en partant du haut, pour tous les AGs de la compilation de Harris ayant la mesure adéquate : distance au Centre Galactique ; magnitude visuelle absolue ; la métallicité [Fe/H] est bimodale ; $B - V$ dérougie (double pic aussi) ; type de la branche horizontale (HB) selon le nombre d'étoiles à gauche $B$ et à droite $R$ du "trou" correspondant aux RR Lyrae (en nombre $V$ ) — on remarque peu d'amas intermédiaires entre HB bleue et HB rouge ; et enfin, le paramètre de concentration d'un AG : $c \equiv \log \frac{r_t}{r_c}$ . . . . .	88
5.1	Relevé <i>Pre-Flames</i> : sources détectées dans le champ de NGC 330, localisé dans le Petit Nuage de Magellan. Les vides entre les matrices apparaissent artificiellement comme des zones moins peuplées, puisqu'il n'y a qu'une seule image à ces endroits-là. . . . .	92
5.2	Diagramme $B - V$ , $B$ d'un champ de $\frac{1}{4} \square^\circ$ dans le SMC (zone de NGC 330). . . . .	93
5.3	LMC : amas binaires SL 385/SL 387 (à gauche) et NGC 1903/SL 357 (droite). . . . .	94
5.4	Distribution spatiale des membres du Groupe Local d'après Grebel [1998]. . . . .	104
6.1	<b>En haut</b> : image résultant de l'addition des 3 poses en $V$ sur HCG 7. Les structures spirales des galaxies sont nettes. <b>En bas</b> : même image mais avec un haut contraste afin de montrer les queues de marée reliant plusieurs membres. Le défaut de mise à niveau des gains des pixels (" <i>flat-fielding</i> ") est évident dans les coins SE et SO du champ. . . . .	108
6.2	Portion de $\simeq 2'.5 \times 1'.7$ de l'image sommée en $V$ sur HCG 90. Les niveaux ont été choisis de sorte à faire apparaître les structures internes des galaxies, comme la forte bande de poussières scindant NGC 7174. Quelques sources ponctuelles, autour de NGC 7173 en particulier, sont des AGs probables brillants noyés dans le halo de l'elliptique. . . . .	109
6.3	Images <i>FORS</i> en $B$ ( <b>bas</b> ) et $R$ ( <b>haut</b> ) du champ de contrôle associé à HCG 90. Le Nord est à gauche, l'Est vers le bas. Un gradient O-E léger est visible, surtout en $R$ (voir aussi FIG. 6.8). L'image $B$ apparaît plus profonde, le seeing est en effet meilleur qu'en $R$ . . . . .	111
6.4	Géométrie du CCD de <i>FORS 1</i> comme donnée par l'ESO. La bande de <i>pre-scan</i> de 16 pixels permet de suivre l'évolution temporelle du courant de base, mais donne des valeurs systématiquement inférieures de 2-4 ADUs au véritable niveau-zéro indiqué pour les zones A, B, C et D — d'où nécessité d'utiliser une pose de biais même si ce dernier ne présente quasiment aucune structure. On a ajouté les gains moyens pour chacun des quatre amplificateurs liés au contrôleur ; la zone A est donc la première à être saturée. . . . .	112

- 6.5 **En haut** : allure très piquée typique d'un cosmique (selon quatre orientations), dans un fond relativement plat (à gauche), ou bien dans le halo d'une galaxie (à droite). **Au milieu** : forme à 3 dimensions d'une étoile faible dans un champ vide (à gauche) ou pour un environnement plus variable (à droite). **En bas** : pour tous les pixels "chauds", diagramme flux moyen dans une boîte de  $7 \times 7$  pixels (abscisse) *vs.* rapport du flux du pixel concerné au flux moyen sur les  $7 \times 7$  pixels. Après des tests réalisés manuellement (à gauche), i.e. choix à l'œil de plusieurs cosmiques (croix diagonales cadrées, en bas du graphe) et étoiles (représentées par  $\boxplus$ ), IRAF effectuera automatiquement la séparation objet/cosmique à une coupure adéquate de 8%. Le graphe général en bas à droite correspond à une image de seeing  $1''.2$ ; dans le cas d'une image de meilleure résolution le "vide" relatif entre zone des impacts purs et zone stellaire devient plus peuplé, et mieux vaut descendre à un rapport des flux conservatif de 5% pour ne pas prendre certaines sources réelles pour des cosmiques — quitte à ne pas éliminer totalement ces derniers. . . . . 114
- 6.6 **En bas** : intégration (individuelle) en  $V$  dans un sous-champ de  $1'.3 \times 1'.5$  sur une galaxie naine probable située au NE de HCG 90; le Nord de cette image de seeing  $0''.6$  est à gauche, l'Est vers le bas. **En haut** : même portion mais sur une pose avec un seeing proche de  $1''.2$ . Dans la pose à  $0''.6$ , presque tous les cosmiques ont pu être éliminés aussi efficacement que pour l'image de basse résolution, malgré une PSF presque sous-échantillonnée (étalée sur trois pixels environ seulement) grâce à la méthode indiquée précédemment. 115
- 6.7 Largeurs à mi-hauteur (FWHM) des sources détectées sur les images moyennées de HCG 90 (**gauche**) et de son champ de contrôle (**droite**) dans les bandes  $B$  (pointillés bleus),  $V$  (traits pleins verts) et  $R$  (tirets rouges). Notez la forte influence du seeing — dont la valeur correspond au pic des FWHM — sur le nombre total de détections. . . . . 117
- 6.8 Gradient de près de 4% du fond de Ciel dans l'image en  $R$  du champ de contrôle associé à HCG 90. L'estimation est biaisée dans l'extrême coin Nord-Ouest (en haut à droite) par le calcul dans une maille de  $16 \times 16$  pixels, lissée aux 5 plus proches voisins. . . . . 118
- 6.9 Représentation 3-D du "chapeau mexicain" utilisé pour l'extraction efficace des amas et des autres sources ponctuelles autour de HCG 90. On voit également que l'expression analytique de cette fonction est semblable au Laplacien d'une gaussienne. . . . . 119
- 6.10 Évolution de l'indice de stellarité selon le seuil d'analyse choisi dans *SExtractor*. À gauche : une comparaison à une analyse très basse à  $0.4\sigma$  et un seuil plus raisonnable à  $1.5\sigma$  montre que le seuil à  $0.4\sigma$  favorise artificiellement trop des sources "ponctuelles". Droite : à  $1\sigma$  la tendance "excèsivement stellaire" diminue, mais en fin de compte on n'a conservé après vérification sur de multiples images (autres que celle de HCG 90 en  $R$  utilisée ici) que l'analyse à  $1.5\sigma$ , car donnant les résultats les plus corrects. . . 120
- 6.11 Effets du seeing sur divers paramètres de sortie de *SExtractor* pour des poses individuelles (bande  $V$ ) de seeings extrêmes :  $0''.6$  (représentée en rouge) et  $1''.2$  (en bleu). . . . . 122

- 6.12 **Haut** : détections (ellipses de MAG\_AUTO) sur la portion d'image, identique à celle de la FIG. 6.6,  $V$  sommée de seeing  $1''.1$ . **Bas** : sources extraites sur une image  $V$  également, mais il s'agit ici d'une pose *individuelle* présentant cependant un très bon seeing de  $0''.6$ ; quelques fausses détections apparaissent par rapport à l'image sommée, mais d'autres sources véritables sont détectées, en particulier près d'objets plus brillants. . . . . 123
- 6.13 **En haut**, à gauche : nombre de sources mises en correspondance entre les catalogues sur HCG 90 de l'image résultant de la coaddition de trois poses (h90v.fits) et une intégration individuelle d'excellent seeing, en fonction du rayon de recherche. Droite : FWHM de toutes les sources détectées dans une image coaddition de trois poses de seeing moyen  $1''.1$  (points bleus) et d'une pose individuelle d'excellent seeing (rouge).  
**Bas**, gauche : différences entre les erreurs sur les magnitudes d'une image sommée et de l'image simple en fonction de l'erreur (sur la pose individuelle). À droite : indice de stellarité en fonction du seeing ( $0''.6$  vs.  $1''.1$ ) pour toutes les sources mises en correspondance. . . . . 124
- 6.14 Différences sur les magnitudes des sources, entre une image sommée en  $V$  prise dans des conditions photométriques et une image sommée  $V$  intégrée dans des conditions non photométriques (sous des cirrus). Le gros plan en bas à **gauche** montre le décalage léger entre les valeurs, qui est égal au mode dans l'histogramme visible à **droite**. . . . . 125
- 6.15 L'image (sommée) de HCG 90 en  $R$  a un seeing de  $0''.75$ . **Haut** : à droite, graphe magnitude- $SI$  montrant que  $SExtractor$  devient (logiquement) "indécis" aux faibles magnitudes, d'où surabondance de sources autour de  $SI \sim 0.5$  (histogramme à gauche). **En bas** : relations entre le *Stellarity Index* fourni par  $SExtractor$  et les autres indicateurs de stellarité des sources que sont la FWHM (à gauche) ou l'ellipticité des objets (à droite). . . . . 126
- 6.16 Répartition des sources stellaires (i.e.  $SI > 0.9$ ) représentées par des points bleus et des sources étendues (choisies à  $SI < 0.35$ , croix rouges) d'après  $SExtractor$ , dans les diagrammes magnitude-largeur à mi-hauteur (haut) et magnitude-aire isophotale (milieu). Le lien entre FWHM et ISOAREA est montré en bas. **À gauche**, pour l'image sommée de HCG 90 en  $R$  de bon seeing  $0''.75$ ; **à droite** pour un seeing médiocre de  $1''.05$  dans le cas du champ de contrôle, en bande  $R$  aussi. Clairement, une coupure en FWHM rend inutile l'information déjà limitée en magnitude incluse dans l'indice de stellarité  $SI$ . . . . . 128
- 6.17 Répartition des sources (points bleus = étoiles, croix rouges = galaxies) selon l'ellipticité, en fonction de divers paramètres. **Haut** : magnitude (pas de tendance particulière). **Milieu** : aire avec une ségrégation assez nette d'étoiles entre 20 et 40 pixels<sup>2</sup>. **Bas** : selon la largeur à mi-hauteur; notez l'excès vers  $e \simeq 0.4$  pour des FWHM  $< 3.5$  correspondant pour la plupart à des fausses détections (voir aussi l'histogramme en FIG. 6.18). . . . . 129

- 6.18 **Haut** : diagramme angle de position–ellipticité. Aucune tendance particulière n’est visible dans une image où les étoiles sont bien rondes (pose HCG 90 *R*, bon seeing). Dans le cas d’un léger défaut de suivi (droite), l’angle de position calculé par *SExtractor* suit naturellement l’élongation. **En bas**, à gauche pour HCG 90 en *R* et à droite pour un mauvais seeing avec le *R* du champ : histogrammes des ellipticités de toutes les sources (traits pleins) avec l’excès déjà cité à 0.4 ; une coupure à 0.3 comme nous le ferons dans le catalogue évite l’inclusion de ces sources, fausses pour la plupart. En tirets bleus, pour les sources stellaires “sûres” piquant nettement vers 0–0.1 ; en pointillés rouges, les quelques “galaxies” d’après l’indice de stellarité de *SExtractor* sont nettement plus étalées. . . . . 130
- 6.19 Calibration du champ de contrôle avec les standards disponibles. IRAF a été utilisé pour ajuster les meilleures régressions ( $\chi^2$ ), à **gauche** en fonction de la magnitude dans les bandes *B*, *V* et *R* ; à **droite** on a cherché un possible terme de couleur du second degré, mais une correction linéaire en fonction de *B – V* ou *V – R* s’est avérée suffisante. . . . . 133
- 6.20 Différences entre *MAG\_AUTO* et magnitudes *MAG\_APER* calculées sur une grande ouverture (rayon 10'') donnant une correction de magnitude totale proche de –0.1. À **gauche**, pour plusieurs étoiles isolées choisies sur le champ de contrôle de seeing 1''. À **droite**, sur l’image de HCG 90 en *R*, de bon seeing en sélectionnant encore les étoiles les plus isolées possibles. Le point discordant correspond à une étoile assez faible située sur une ligne du CCD présentant un problème d’efficacité de transfert de charge (CTE des quadrants A et B de *FORS 1*). Il ne doit donc pas être pris en compte. . . . . 135
- 6.21 Coefficients photométriques moyens calculés par l’ESO. . . . . 136
- 6.22 Filtres *B*, *V* et *R* de Bessel [1990] utilisés pour *FORS 1*. Noter que le filtre rouge ne présente plus de transmission au-delà de 9000 Å, rendant négligeable tout effet de franges (qui ne sont visibles, à un niveau de 0.5%, que dans la bande *z'* pour *FORS*). . . . . 137
- 6.23 Répartition spatiale des membres de 2 groupes de galaxies particulièrement proches étudiés par Côté et al. [1997]. À **gauche** : membres du groupe du Sculpteur. À **droite** : membres du groupe *Centaurus A*. Les petits disques noirs représentent des galaxies naines, les cercles plus gros correspondent aux membres massifs des groupes. . . . . 141
- 6.24 Image en “vraies” couleurs de NGC 253 réalisée par Bright & Olsen [2000] avec le télescope *Blanco* du CTIO et la caméra *Mosaic II* ; un agrandissement d’une région proche du disque de la galaxie montre un amas possible (sources encerclées en rouge) et une source ponctuelle (cercles bleus/verts). Après analyse des profils des objets (encart en bas à gauche, bleu pour l’étoile, rouge pour le candidat AG), ils montrent que les AGs à cette distance peuvent être résolus comme des sources un peu plus étendues qu’une PSF purement stellaire. Le champ observé à la caméra *WFI* sera très semblable à celui-ci. . . . . 142

6.25	Distinction de candidats amas globulaires autour de NGC 253 dans le diagramme (pseudo-)magnitude / Log de l'aire isophotale utilisé par Bright & Olsen [2000]. Leur analyse est basée une image en bande <i>R</i> sommée de seeing 1". Seuls les objets d'ellipticité $e < 0.4$ et qui présentent aussi les couleurs typiques des AGs galactiques sont montrés (après détection à $3\sigma$ dans <i>SExtractor</i> ). Les objets en commun avec l'étude spectroscopique de Beasley & Sharples [2000] sont symbolisés par des petits disques pour les AGs "certains", des diamants pour des galaxies, et des astérisques pour des étoiles. . . . .	143
6.26	Liste des groupes de galaxies proposés pour des observations en <i>BVI</i> avec la caméra <i>WFI</i> . À côté des objets proches dont les systèmes d'AGs pourront être étudiés de façon assez détaillée, nous avons ajouté quelques groupes compacts ainsi que certains amas riches plus distants ( <i>Hydra I</i> ), afin d'avoir un échantillon d'environnements variés. . . . .	146
6.27	Spirale barrée NGC 5850, dans le petit groupe de NGC 5846 (situé à $\sim 13$ Mpc "en arrière" de <i>Virgo</i> ). La galaxie se situe malheureusement sur le CCD #10 de la caméra <i>CFH12k</i> (première version) qui présente d'importants défauts cosmétiques. La coaddition de cinq images décalées permettra de gommer en partie les colonnes mortes. . . . .	147

# Liste des tableaux

2.1	Paires possibles d'amas ouverts, d'après Subramaniam et al. [1995]. Pis 6/8 et Tr 28/NGC 6383 sont incertaines ; on a ajouté Cr 272/Hogg 16 ainsi que NGC 1807/1817. . . . .	11
2.2	Étoiles <i>MAMA</i> utilisées par comparaison à la carte de Dachs & Kabus [1989] de l'AO NGC 2516 pour l'estimation des magnitudes absolues des membres sélectionnés. En haut du tableau, limite correspondant aux plus faibles étoiles dans le masque du S/B dans le CMD. Pour les quatre lignes du bas il s'agit des membres les plus brillants retenus. . . . .	17
3.1	Numérotation des pavés ( $N = 28$ pour le champ du télescope de Schmidt de l'ESO ; $N = 33$ pour les plaques SRC, un peu plus grandes) par la <i>Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie</i> (cf. <a href="http://www.cai-mama.obspm.fr">www.cai-mama.obspm.fr</a> ) sur la table de lecture <i>XY</i> . . . . .	52
3.2	Liste des amas globulaires observés en <i>BVI</i> par l'ESO–EIS. . . . .	68
6.1	Propriétés des membres principaux de HCG 90 d'après les données du catalogue de Hickson. Seules les trois dernières galaxies (NGC 7173, NGC 7174 ainsi que l'E/S0 NGC 7176) sont visibles ensemble dans le champ de <i>FORS</i> (qui est limité à $45''$ ). . . . .	109
6.2	Liste des images <i>FORS 1</i> exploitables sur HCG 90 et son champ de contrôle.	116
6.3	Extraction des sources, mise en correspondance des catalogues <i>BVR</i> ainsi que sélection sur la ponctualité des objets par coupure à $\text{FWHM} = 1.5 \times \text{seeing}$ puis $e < 0.3$ . . . . .	127
6.4	Champs de standards séparés sur les trois nuits qui correspondent aux images de HCG 90 et de son champ de contrôle prises dans des conditions photométriques. Toutes les poses ont été inspectées afin de vérifier saturation, présence de cosmiques, etc. . . . .	131
6.5	Magnitudes instrumentales <i>b</i> , <i>v</i> et <i>r</i> mesurées par <i>SExtractor</i> sur tous les standards photométriques correspondant au champ de contrôle.	131
6.6	Coefficients photométriques calculés pour HCG 90 (en incluant les valeurs de l'extinction moyenne données pour le <i>Cerro Paranal</i> ) ainsi que pour le champ de contrôle. . . . .	132
6.7	Cibles dans le groupe du Sculpteur qui devraient être observées à la caméra <i>WFI</i> dans le cadre d'une extension du relevé <i>Pre-Flames</i> de l'ESO–EIS. Les coordonnées spécifiées cadrent au mieux les objets principaux ainsi que des satellites (dSph et autres) possibles — tout en minimisant les étoiles brillantes dans le champ de $33' \times 32'$ du <i>WFI</i> , qui pourraient gêner la détection d'amas globulaires en créant des images-fantômes. . . . .	141
6.8	Galaxies du groupe <i>Cen A</i> qui doivent être observées ( <i>BVI</i> ) à la caméra <i>WFI</i> .	144

# *Remerciements*

## Résumé

Cette thèse s'intéresse à la structure et à la dynamique des amas ouverts et globulaires de la Galaxie, avec une extension aux systèmes d'amas stellaires extra-galactiques. Il s'agit de mieux comprendre les processus qui régissent l'évolution des amas d'étoiles, en particulier en tenant compte des effets produits sur ceux-ci par le potentiel de leur galaxie hôte, c'est-à-dire les effets de marée gravitationnelle. La détection de ces phénomènes, qui modifient la structure spatiale individuelle des amas stellaires et les propriétés d'un système d'amas dans son ensemble, requiert notamment des observations photométriques multi-bandes et à grand champ.

Dans un premier temps, trois amas ouverts proches et relativement jeunes ont été étudiés sur des paires de plaques de Schmidt digitalisées. Après sélection des membres probables des amas dans les diagrammes couleur-magnitude (CMDs) obtenus (analyse en rapport signal sur bruit dans le CMD), une transformée en ondelettes a permis de révéler leur structure spatiale. Une fois vérifiée l'absence de biais observationnels (extinction interstellaire et amas de galaxies), des extensions attribuées aux effets de marée ont été décelées dans chacun d'eux. Ces observations ont été comparées aux résultats des simulations réalisées sur le passage d'un amas à travers le Disque de la Galaxie.

Pour l'étude d'objets plus lointains, il a fallu compléter les données existantes par des observations photométriques profondes avec des mosaïques de CCDs. Des missions d'observation au Chili (caméra *WFI* au télescope ESO/MPI de 2m20) et à Hawaï (caméra *CFH12k* du CFHT) ont permis d'acquérir près de 100 GB de données brutes. Après leur traitement massif, des signes de compression sont apparus sur certains objets (deux amas ouverts et un amas globulaire). Trois autres objets ne semblent pas présenter de structures attribuables à des effets de marée, ce qui peut-être intrinsèque à l'amas ou bien dû aux limitations observationnelles.

Grâce à des données CCD haute résolution, nous avons pu déceler des queues de marée autour de plusieurs amas stellaires binaires du Grand Nuage de Magellan (LMC). Ici, les signes d'interaction sont forts dans tous les couples d'amas observés, mais des extensions de marée sont également apparues sur un amas stellaire isolé dans le LMC, bien que le champ gravitationnel y soit beaucoup plus faible que dans la Galaxie.

Enfin, nous avons étendu ce travail à l'étude de systèmes d'amas stellaires en dehors du Groupe Local, en observant l'amas de galaxies de *Fornax* et le groupe compact de galaxies HCG 90 notamment pour y détecter des amas stellaires "vagabonds", éjectés dans le milieu intergalactique. Des résultats préliminaires laissent à penser que des candidats amas stellaires sont possiblement présents à de très grandes distances des galaxies (au-delà de 100 kpc) et pourraient ainsi peupler le milieu intra-groupe. Ces observations, comparées à des simulations de systèmes d'amas d'étoiles autour de leurs galaxies hôtes, pourront apporter des contraintes sur les scénarios de formation et d'évolution des galaxies, en même temps qu'éclairer l'origine des diverses populations stellaires.

## Abstract

The subject of this thesis is the structure and dynamics of open and globular clusters in the Galaxy, as well as extragalactic star cluster systems. The aim is to better understand the processes controlling the evolution of stellar clusters, in particular when one takes into account tidal effects which disturb the spatial structure of individual star clusters and the overall distribution of these objects around their host galaxy. For resolved clusters, the detection of tidal tails requires multi-band, wide-field observations.

Nearby open clusters were studied on digitized Schmidt plates. Once selected the probable cluster members in the colour-magnitude diagrams, a wavelet transform was used to reveal the shape of the clusters. The tidal extensions detected have been compared to the results of numerical simulations (Bulge attraction and Disk shocking).

For the study of more distant objects, deeper images obtained from large format CCDs were needed. They allowed us to discover tidal tails around several binary but also isolated star clusters in the Large Magellanic Cloud. Finally, we have started to extend this work to the study of star cluster systems beyond the Local Group. In particular, we observed the Fornax cluster of galaxies and the compact group HCG 90 in order to detect wanderer globular clusters, ejected into the intergalactic space by strong dynamical phenomena occurring between galaxies. These new observations will be compared to numerical simulations of star cluster systems within groups of galaxies. This will bring interesting clues on the formation and evolution of galaxies, as well as give new insights in the origin of various stellar populations.

Première partie

**AMAS STELLAIRES  
GALACTIQUES**

# Chapitre 1

## Des étoiles très grégaires...

Qu'il s'agisse de groupes particulièrement instables, représentés par de jeunes et très compacts objets au sein de complexes gazeux comme NGC 3603, ou des concentrations beaucoup plus statiques — contemporaines de la formation de la (et des) Galaxie(s) — que sont les amas globulaires, l'étude des "communautés" stellaires est une formidable mine d'informations pour une multitude de disciplines astrophysiques. Affichant une énorme variété en richesse, des quelques membres d'amas très épars aux millions de soleils d'objets géants tels  $\omega$  Centauri (FIG. 1.1), les amas d'étoiles sont donc représentatifs de toute la palette des âges, des objets en cours d'effondrement (cœurs denses dans les nuages moléculaires, fondamentaux pour la compréhension de la formation stellaire) à des amas globulaires fossiles pouvant être considérés comme des cibles cosmologiques.

En particulier, l'intérêt des étoiles d'amas par rapport aux étoiles isolées est qu'elles sont :

- situées à la même distance (à l'exception des seuls objets plus proches que  $< 100$  pc, par exemple les Hyades où l'on peut tenir compte de la profondeur de l'amas grâce aux résultats de la mission HIPPARCOS / TYCHO); et par conséquent, les éclats apparents des membres sont dans les mêmes proportions que leurs luminosités intrinsèques;
- supposées être nées en même temps<sup>1</sup> avec la même composition chimique, donc représentatives d'une seule population stellaire homogène. Cela rend évidemment les caractéristiques des amas plus simples à analyser que celles des galaxies naines sphéroïdales par exemple (chap. 4, *Leo I*) où la plupart du temps, une complexe histoire de la formation d'étoiles vient compliquer l'interprétation des données.

Nous avons principalement consacré ce travail de thèse aux observations et à l'analyse d'un échantillon d'amas ouverts et globulaires dans la Galaxie, tout en étendant ces résultats pour des objets individuels à des *systèmes* d'amas stellaires dans des galaxies externes, partant du Groupe Local (Nuages de Magellan) aux objets plus lointains à près de  $\sim 50$  Mpc (voir 2<sup>e</sup> partie). Nous préférons alors parler d'amas stellaires sans en préciser la nature exacte, la distinction entre "ouvert" et "globulaire" étant souvent encore moins aisée que pour la classification des assemblées d'étoiles dans notre propre Galaxie.

Le but recherché est principalement d'étudier les effets de l'environnement sur la structure (donc la dynamique) des amas stellaires, dont il peut découler à son tour des propriétés sur la dynamique (donc la structure) de notre Voie lactée et d'autres galaxies.

---

<sup>1</sup>Contre-exemple avec l'amas ouvert NGC 7654, étudié par Pandey et al. [2001].

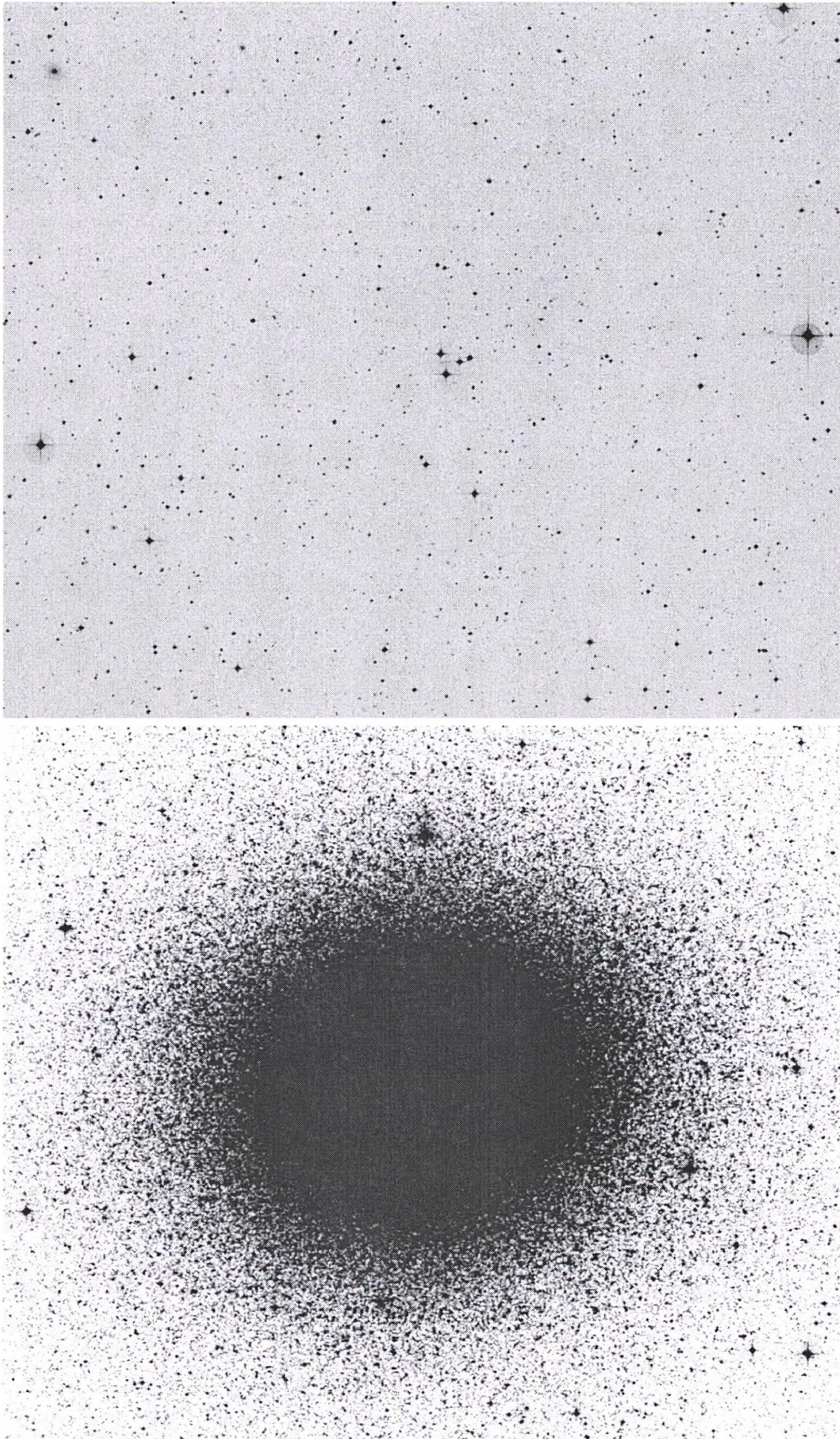


FIG. 1.1 – Ces images (champs *DSS* de  $\sim \frac{1}{4} \square^\circ$ ) montrent toute la “dynamique” en richesse offerte par l’étude des amas stellaires. En haut, NGC 6994 (73<sup>e</sup> objet de Messier) qui n’apparaît que comme un quadruplet d’étoiles. En bas,  $\omega$  Centauri offre un fabuleux poudroie-ment avec une masse totale estimée à  $5 \times 10^6$  masses solaires  $M_\odot$  (Meylan et al. [1995]).

Il s'agit d'une étude essentiellement observationnelle de la structure spatiale des objets, confrontée aux modèles dynamiques. Nous avons en particulier essayé de détecter des *effets de marée* exercés par la galaxie hôte, sur des objets (résolus en étoiles) considérés individuellement, mais aussi sur des systèmes d'amas stellaires pris dans leur ensemble.



## Chapitre 2

# Amas ouverts

### 2.1 Généralités

Le type de concentration stellaire le plus courant dans la Galaxie est sans doute celui de l'amas ouvert (AO dans la suite)<sup>1</sup>. On connaît en effet plus d'un millier de ces groupes liés par la gravitation (Lyngå [1987]; voir aussi la *Base des Amas* gérée par J.-C. Mermilliod sur <http://obswww.unige.ch/webda/>), et cela bien que seuls les objets les plus proches et les plus lumineux soient visibles à cause de l'absorption interstellaire (exemple de Nakaya et al. [2001]; également Pandey & Mahra [1987]). Les biais observationnels sont donc importants pour l'approche des études statistiques. Mais certaines estimations montrent que plus de 100 000 amas ouverts pourraient peupler la Galaxie.

Les AOs sont clairement distribués près du Plan (voir FIG. 2.1) corroborant leur appartenance au Disque (Janes & Adler [1982]). Les objets sensiblement éloignés de la latitude Galactique  $b = 0^\circ$  sont pour beaucoup des amas très proches. Deux cas d'espèce sont Melotte 111 dans *Coma Berenices* (Odenkirchen et al. [1998]), situé pratiquement au Pôle Galactique Nord, et son symétrique dans le Ciel austral, Blanco 1  $\equiv \zeta$  *Scl*. Ainsi, sur les quelques  $\sim 1100$  objets répertoriés par Mermilliod [1995], cinquante AOs seulement (i.e. 4.5% du total de la population connue) ont une latitude Galactique supérieure à  $15^\circ$ .

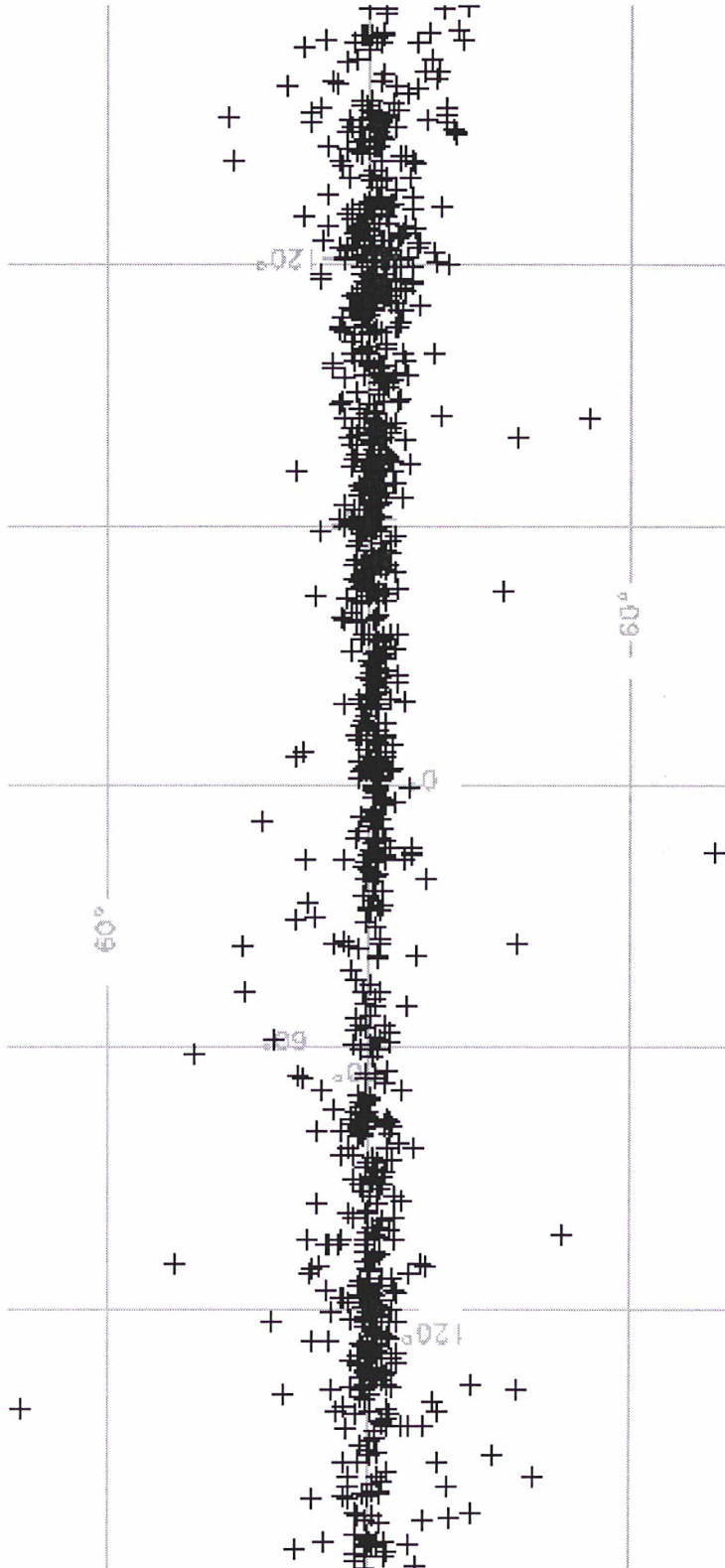
D'une façon générale, on peut dire que les amas ouverts permettent de sonder le potentiel du Disque Galactique et de retracer en partie son évolution. Ils sont très utiles aussi pour l'étude de la structure actuelle de la Voie lactée : les plus jeunes sont souvent d'excellents traceurs des bras spiraux (par exemple NGC 6087 pour le bras de *Sgr-Car*, Sagar & Cannon [1997]). Notons que les AOs définissent un plan de symétrie permettant de placer le Soleil environ 20 pc au-dessus (Lyngå [1982]) du plan de référence des AOs.

Ces amas sont qualifiés d'*ouverts* puisqu'ils renferment, dans des formes généralement irrégulières, de quelques petites dizaines à plusieurs centaines — voire quelques milliers — d'étoiles dans un diamètre moyen de l'ordre de 5 parsecs (Lyngå [1982]; Janes et al. [1988]). Cela en fait des regroupements relativement épars, avec des densités centrales variant typiquement de  $\rho_c \sim 2 M_\odot \text{pc}^{-3}$  (pour les Hyades) à près de  $\rho_c \gtrsim 200 M_\odot \text{pc}^{-3}$  dans le cas des plus riches. La masse moyenne typique pour un AO a été estimée par Bruchs & Sanders [1983] à  $300 M_\odot$ ; ces valeurs demeurent cependant très incertaines, la détermination des masses totales restant délicate. Citons comme candidat d'amas ouvert particulièrement concentré M 11 qui dépasse les  $5000 M_\odot$  à  $9000 M_\odot$  (Mathieu [1984]).

---

<sup>1</sup>Autrefois, les amas ouverts étaient souvent simplement qualifiés d'amas "galactiques", mais cet épithète prête encore plus à confusion depuis la détection d'AOs dans d'autres galaxies comme M31 (voir 2<sup>e</sup> partie).

FIG. 2.1 – Distribution en  $(\ell, b)$  des 1200 amas du catalogue de Lyngå [1987]. Très peu d'objets sont en dehors du Plan, même si la dispersion est plus marquée vers l'Anticentre où l'on rencontre les AO les plus vieux qui ont justement survécu grâce à leur grande hauteur  $Z$  au-dessus du Plan (on a  $Z = d \sin b$ , où  $d$  est la distance de l'amas en parsecs).



Remarque : cette distribution apparente

des AO est biaisée par les amas proches, mais la plus forte concentration le long de l'Équateur Galactique pour des longitudes  $l$  faibles, et la plus grande dispersion vers  $l \approx 180^\circ$  sont bien réelles : il n'y a *a priori* aucune raison pour que les amas ouverts du voisinage solaire (avec 130 AO à moins d'1 kpc) soient quasi-exclusivement situés vers l'Anticentre.

Certains objets peu denses, qualifiés d’amas ouverts, sont en fait des “astérismes” (faute de mieux, on utilisera cet anglicisme), c’est-à-dire des regroupements apparents, par simple effet de perspective, d’étoiles situées à des distances complètement différentes, et qui ne peuvent être liés par la gravitation. Voir Baumgardt [1998a] pour quelques exemples de “faux”-AOs proches. Cependant, il ne fait aucun doute que d’autres objets très épars, comme Collinder 272 (cf. Vázquez [1997]) ou NGC 2451 (Platais et al. [2001]) sont de véritables groupes stellaires ayant une réalité physique. Au contraire, certaines concentrations a priori relativement riches seraient dues à des trous d’extinction, par exemple NGC 2439 (Kaltcheva [2001]). Le cas du très pauvre (recomptez les quatre étoiles de la FIG. 1.1...) NGC 6994 est édifiant, puisque le débat sur la non-existence de cet objet perdure depuis Ch. Messier : comparer Bassino et al. [2000] avec Carraro [2000].

#### NOTE :

*Odenkirchen & Soubiran viennent de prouver que M73 n’est pas un AO astro-ph/0111601*

La détermination de l’appartenance des étoiles à un amas a été, et reste toujours, un problème très délicat. Le moyen le plus sûr est l’étude des mouvements propres (vitesses tangentielles)  $\mu_\alpha \cos \delta$  et  $\mu_\delta$  dans une zone englobant la concentration stellaire, doublée par l’acquisition de dizaines de vitesses radiales  $V_r$ . La mesure de  $\mu_\alpha \cos \delta$  et  $\mu_\delta$  précis nécessite cependant souvent une longue période d’observations ; les clichés très anciens — tels que ceux de la *Carte du Ciel* qui sont encore digitalisés au CAI-MAMA — sont à cet effet particulièrement utiles, car les déplacements apparents des AOs sont généralement très faibles, exception faite des amas les plus proches. La situation s’est grandement améliorée grâce au satellite HIPPARCOS. Ainsi, Dias et al. [2001] viennent d’utiliser les données TYCHO 2 (Høg et al. [2000]) pour déduire les mouvements propres d’amas à moins d’un kiloparsec. Ces amas du Voisinage solaire ont été étudiés en détail, et leurs fonctions de masse ont été estimées (voir Francic [1989]). Les Hyades en particulier servent à calibrer toute l’échelle des distances (e.g. Perryman et al [1998] ; de Bruijne et al. [2001]). Il faut enfin souligner que les Pleiades constituent l’autre AO fondamental.

### 2.1.1 Évolution

Les orbites des AOs sont confinées dans une “boîte” où  $|Z| < 1$  kpc et de faible excentricité, typiques des objets du Disque (e.g. Allen & Martos [1988]). C’est-à-dire que leur révolution Galactique est doublée d’un mouvement oscillatoire selon  $Z$ . Ainsi, les amas ouverts effectuent de multiples passages à travers le Plan durant lesquels une partie de leurs membres sont arrachés du système. La plupart des AOs ont par conséquent une existence éphémère, de l’ordre de quelques  $10^8$  ans (consulter les premières études de Wielen [1971], [1975]). Seuls de rares objets, ceux qui étaient les plus riches à leur naissance, survivent plus d’un milliard d’années, tels Berkeley 17 (Phelps [1997]) qui, avec ses  $12 \times 10^9$  ans, est le plus vieil AO connu à ce jour. L’évaporation “intrinsèque”, due à l’évolution stellaire et à la relaxation, est ainsi accélérée par les passages à travers le Disque et par les effets de marée : parmi les 1200 objets du genre compilés par Lyngå [1987], il n’en reste qu’une vingtaine dépassant les  $5 \times 10^9$  ans, c’est-à-dire plus vieux que M 67 (voir §2.7.1). La distinction entre de tels AOs très âgés et des amas globulaires n’est en outre pas toujours évidente, comme pour l’objet Lyngå 7 (Tavarez & Friel [1995]).

Ainsi, sous les effets des relaxations à 2-corps et des perturbations dynamiques dues aux traversées du Disque ou aux rencontres avec des nuages moléculaires (e.g. Wielen [1991] ; Theuns [1992a], [1992b]) tous les amas ouverts finissent par se dissiper, ne subsis-

tant physiquement que sous la forme d'un OCR (pour *Open Cluster Remnant*). Voir de la Fuente Marcos [1998] pour les aspects théoriques, et Bica et al. [2001] ou encore Pavani et al. [2001] pour des observations de restes d'AOs possibles. NGC 3680 (Nordström et al. [1997]) pourrait être un bon prototype de ce qu'il doit rester d'un amas. Certains astérismes discutés dans les paragraphes précédents sont des OCRs probables même si l'interprétation de la plupart des cas reste délicate (par exemple, Stefanik et al. [1997]). Un OCR devrait se repérer dans le champ comme une surconcentration riche en binaires.

Invisible dans l'espace des positions, il resterait également de l'AO dissous un ensemble non-lié gravitationnellement mais existant encore sous une forme cinématique comme un groupe d'EGgen, composé d'objets aux orbites parallèles. Plusieurs de ces groupes cinématiques ont été repérés dans le Voisinage solaire, selon le principal critère des vitesses absolues  $UVW$  dans la Galaxie, en particulier sur la composante  $V$  qui est la vitesse dans le sens de la rotation Galactique ( $U$  correspond à la composante selon  $X$ , axe partant du Soleil et pointant par convention vers le Centre Galactique ;  $W$  correspond à la vitesse selon  $Z$ , de sorte à former un trièdre  $XYZ$  direct). Là encore, les données HIPPARCOS ont apporté une petite révolution. Voir Chereul et al. [1998] ou Skuljan [1999] pour une discussion détaillée. Pourtant, des étoiles apparemment membres d'un même groupe d'EGgen peuvent présenter des différences d'âges ou de  $[Fe/H]$  difficiles à expliquer (cf. Chereul et al. [1999]). L'existence des courants d'étoiles pourrait ainsi plutôt être liée à la structure spirale de la Galaxie (Comerón et al. [1997]) qu'à des amas "désintégrés".

Enfin, soulignons que l'existence de systèmes planétaires autour d'étoiles membres d'un amas ouvert a été récemment discutée par de la Fuente Marcos & de la Fuente Marcos [1997], [2001] ou encore par Bonnell et al. [2001]. Il apparaît d'ailleurs que certains types d'orbites planétaires à grande excentricité y soient favorisées, et que des entités semblables au Système solaire puissent perdurer dans les amas stellaires peu denses.

En fait un AO est au départ souvent englobé dans une unité plus vaste, nommée association (en particulier d'étoiles de type O et B) qui elle, n'est pas liée gravitationnellement (e.g., Massey et al. [1995]). Beaucoup d'amas plus ou moins concentrés sont ainsi les noyaux d'associations éparses (voir Brown [2001] pour une synthèse). On pense d'ailleurs que dans la Galaxie, la plupart des étoiles du Disque ont à la base été membres de tels groupes stellaires non stabilisés par la force de gravitation (cf. Miller & Scalo [1979]). Des associations très proches, composées notamment d'étoiles T Tauri (repérables en X) semblent peupler en grand nombre le Voisinage solaire. L'association *Tucana* récemment découverte (Zuckerman et al. [2001]) est la 2<sup>e</sup> plus proche de nous, juste après *Ursa Major*.

### 2.1.2 Systèmes binaires

Très peu de couples d'amas sont connus dans la Galaxie (contrairement à ce qui sera évoqué sur le Grand Nuage de Magellan en §5.2.2), le seul candidat sûr étant  $\eta$  Per (Keller et al. [2001], par exemple). Quelques paires optiques possibles ont été discutées, comme NGC 7245/King 9 (voir Strobel et al. [1992]) ou encore Czernik 29/Haffner 10 (Fitzgerald & Moffat [1980]). On consultera Subramaniam et al. [1995] pour une discussion sur d'autres cas probables. Nous présentons dans la table 2.1 leur liste de candidats AOs binaires hypothétiques, dont quelques uns ont été observés à notre demande par Antonella Vallenari au télescope ESO/MPI de 2,2 mètres muni de la caméra *WFI* (NGC 2383 / NGC 2384 notamment). Plusieurs couples sont sans doute seulement superposés sur le Ciel, comme NGC 1750 / NGC 1758 dans le Taureau (Galadi-Enríquez et al. [1998]).

TAB. 2.1 – Paires possibles d’amas ouverts, d’après Subramaniam et al. [1995]. Pis 6/8 et Tr 28/NGC 6383 sont incertaines ; on a ajouté Cr 272/Hogg 16 ainsi que NGC 1807/1817.

King 14 NGC 146	NGC 869 NGC 884	NGC 1513 NGC 1545	NGC 1907 NGC 1912
NGC 1981 Collinder 70	Basel 8 NGC 2251	NGC 2383 NGC 2384	Haffner 18 Haffner 19
Pismis 6 Pismis 8	NGC 3247 IC 2581	Hogg 10 Hogg 11	Basel 18 Collinder 271
NGC 6152 NGC 6208	NGC 6383 Trumpler 28	NGC 6755 NGC 6756	NGC 6996 Collinder 428
NGC 7031 NGC 7086	NGC 7429 Markarian 50	Collinder 272 Hogg 16	NGC 1807 NGC 1817

## 2.2 Objets jeunes

Les amas ouverts jeunes, qui représentent l’écrasante majorité de la population, apportent de précieuses informations sur les mécanismes de la formation et d’évolution stellaire. De métallicité quasi-solaire, ils permettent par exemple de contraindre efficacement la séquence principale d’âge nul (ZAMS pour *Zero-Age Main Sequence*) dont l’ajustement fin permet d’estimer avec une bonne précision la distance de l’amas. Remarquons que le tiers à peine des amas de la base de Lyngå ont une évaluation de leur distance, et souvent avec des valeurs variant du simple au double (exemple de NGC 2453, Mallik et al. [1995]). La restriction de la ZAMS aux étoiles de la séquence principale de l’amas de type spectral inférieur à A0 permet également d’évaluer le rougissement  $E_{B-V}$ .

### 2.2.1 Formation stellaire

L’étude d’amas très jeunes permet de “remonter”, évidemment beaucoup plus facilement que pour les étoiles du champ, aux conditions physiques qui régnaient dans les nuages moléculaires d’où ils sont nés. Beaucoup d’amas sont encore enrobés par leurs nébulosités génitrices. Exemple de l’AO NGC 6530 dans M 8, la Nébuleuse de la Lagune, qui renferme des objets à peine âgés d’un million d’années (voir par exemple White et al. [1997] pour l’étoile H36). La formation d’amas gravitationnellement liés a apparemment lieu dans les nuages moléculaires de masse faible ou moyenne,  $M \leq 10^4 M_{\odot}$  (Elmegreen [1983] ou Pandey et al. [1990a]) qui sont les plus nombreux dans la Galaxie ; voir Williams & Mc Kee [1997] pour une comparaison avec les associations OB. Elle peut être expliquée soit parce que la matière moléculaire génitrice se disperse lentement après la naissance de l’amas, soit parce que l’efficacité de la formation stellaire (EFS) est proche de 50% avant une dispersion plus soudaine (Mathieu [1983] ; Wilking & Lada [1983]). L’EFS est définie comme le rapport de la masse présente sous forme d’étoiles  $M_{\star}$  à la masse totale du système, incluant la matière gazeuse  $M_{\text{gaz}}$ . En d’autres termes,  $\text{EFS} \equiv M_{\star} / (M_{\text{gaz}} + M_{\star})$ .

L’hypothèse récente (Saiyadpour et al. [1997]) du phénomène de friction dynamique entre le système stellaire et le gaz permettrait la formation d’un amas lié même avec une EFS aussi basse que  $\sim 10\%$ . En fait, EFS et fonction de masse initiale (IMF) semblent intimement liées (se référer à Pandey et al. [1990a]), dans le sens où une IMF plus pentue augmenterait l’EFS et donc favoriserait la naissance d’amas riches (dont l’espérance de vie sera bien plus grande — voir la brève discussion sur les AOs vieux en section 2.6).

Dans notre Galaxie, les régions de formation les plus “efficaces” étudiées (principalement en infrarouge et en radioastronomie millimétrique) à ce jour sont les nuages autour de  $\rho$  Oph avec des EFS de près de 30% d’après l’étude pionnière de Lada & Wilking [1984]. Lada et al. [1984] ont obtenu théoriquement qu’une EFS  $> 21\%$  doit produire un amas ouvert gravitationnellement stable si le temps d’éjection du gaz  $\tau_{\text{gaz}}$  est de l’ordre de  $\leq 5 \times 10^6$  ans.  $\tau_{\text{gaz}}$  est défini comme le temps nécessaire à l’évacuation du gaz non-utilisé loin des étoiles récemment formées — matière gazeuse et poussières étant rapidement dispersées par la photoévaporation efficace due aux étoiles massives dans le système.

Certains amas très jeunes comme NGC 6231 ( $\simeq 8.10^6$  ans, Perry et al. [1991]) comportant des étoiles très massives semblent avoir déjà perdu la quasi-totalité de leur contenu gazeux. Mais la persistance de gaz sur au moins plusieurs dizaines de milliers d’années est confirmée par l’étude de Yadav & Sagar [2001] qui montre quand même que l’extinction différentielle  $\Delta E = E_{B-V}^{\text{max}} - E_{B-V}^{\text{min}}$  diminue naturellement avec l’âge des amas (voir aussi Pandey et al. [1990b]). Pourtant, il existe quelques cas particuliers. L’exemple de Berkeley 93 paraît extrême puisque, avec  $10^8$  ans (cf. Saurer et al. [1993]), cet AO faible semble encore niché au sein d’un vaste complexe moléculaire (FIG. 2.2). Une observation radiomillimétrique (ressoumission d’une demande à l’IRAM...) de cet objet serait souhaitable pour donner une limite supérieure au temps de dégazage  $\tau_{\text{gaz}}$ . Voir aussi section 2.5.

### 2.2.2 Amas ouverts et évolution stellaire

L’observation d’amas âgés de  $10^8$  ans permet d’offrir une vision très instructive des effets causés par l’évolution stellaire : en construisant les diagrammes couleur-magnitude (CMDs) d’AOs d’âge intermédiaire, on voit clairement apparaître les premiers changements dans le haut de la séquence principale, alors que la zone des objets les moins lumineux contient encore parfois des néo-étoiles de la *Pre-Main Sequence* (PMS), comme l’amas  $\tau$  CMa ( $\equiv$  NGC 2362) étudié par Moitinho et al. [2001]. Certains de ces amas modérément jeunes offrent donc l’occasion unique d’estimer les âges de leurs membres massifs et légers nés du même nuage moléculaire. C.-à-d. qu’ils peuvent permettre de déterminer la durée sur laquelle s’échelonne la formation stellaire à l’intérieur d’une zone donnée, et aussi de dire quels sont les objets qui ont été créés les premiers — étoiles “lourdes” ou membres légers — ou bien si les deux types aux masses extrêmes sont nés quasi-simultanément, comme cela semble être le cas pour NGC 4755 (Sagar & Cannon [1995]). La formation d’étoiles massives ( $\mathcal{M} \gtrsim 10 \mathcal{M}_{\odot}$ ) et légères ( $\mathcal{M} < 2 \mathcal{M}_{\odot}$ ) de l’amas englobant  $\kappa$  Crucis aurait eu lieu durant la même période de 7 millions d’années (Myr).

On comprend donc que les observations systématiques d’amas jeunes apportent de fortes contraintes sur les premières phases de l’évolution stellaire. Moitinho [2001] a achevé un relevé d’une trentaine d’AOs jeunes dans la région *Puppis-Vela*, généralement peu absorbée même à très faible  $b^{\text{II}}$ . D’autres vastes études d’ensemble, qui soient “spectrophotométriquement homogènes”, restent à réaliser dans le domaine si on veut éviter les biais dans l’analyse de grands échantillons d’amas dans d’autres zones de la Galaxie.

## 2.3 Étude structurale d’amas jeunes et proches : queues de marée

Les étoiles membres d’un amas connaissent un mouvement d’ensemble, ce qui devrait donner l’impression à l’observateur, le long de sa ligne de visée, d’une convergence

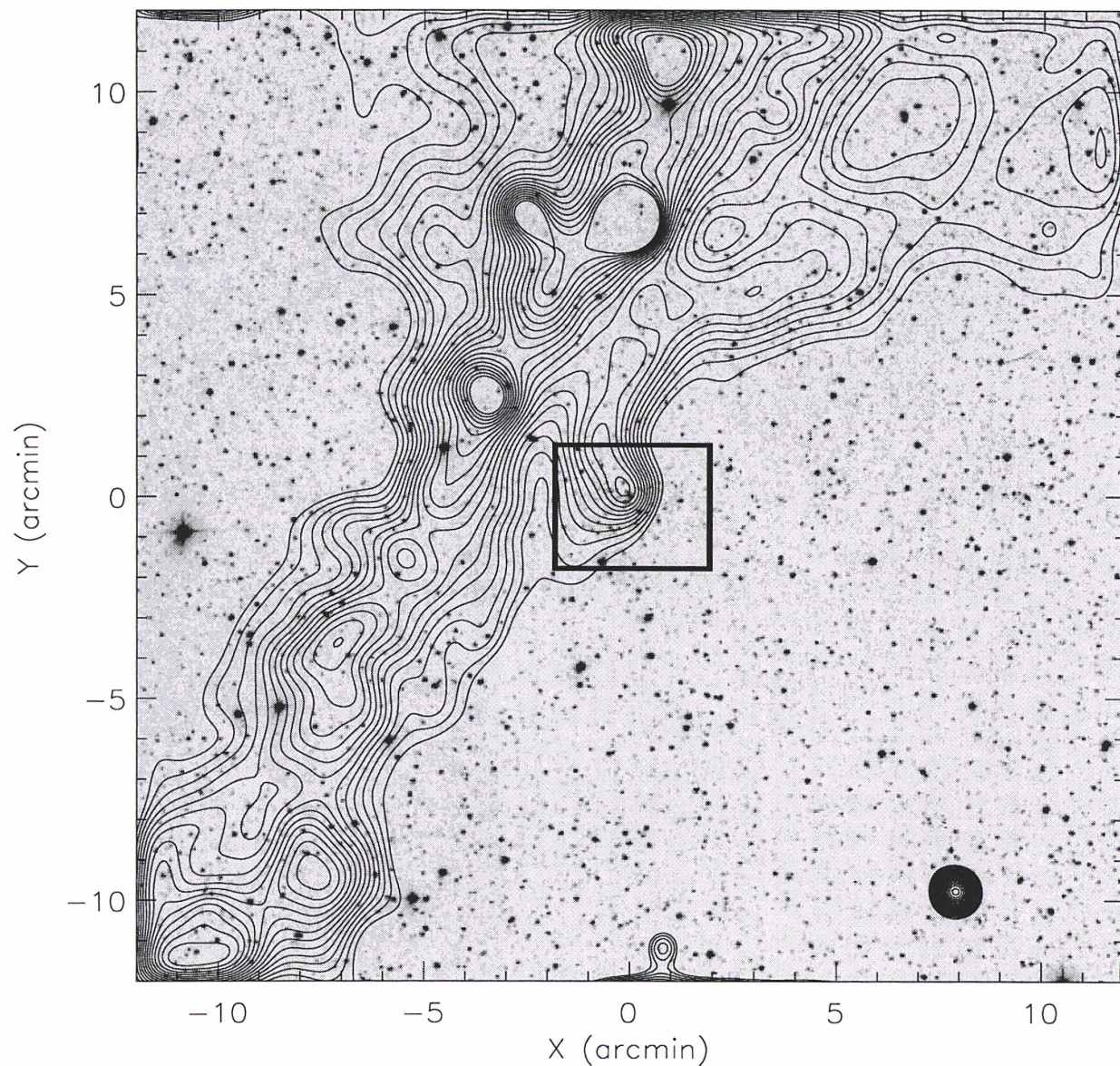


FIG. 2.2 – Surimpression des contours *IRAS*  $100\ \mu\text{m}$  sur une image de la *Digitized Sky Survey* du champ de l'AO Berkeley 93. L'amas, dont les membres sont très faibles, est quasiment invisible sur la photo mais sa position est encadrée pour montrer l'imbrication apparente — à confirmer cependant par des observations (sub)millimétriques — avec le complexe moléculaire, et cela bien que l'AO soit relativement âgé avec environ  $10^8$  ans.

vers un point. Mais seuls les amas les plus proches, comme les Hyades, ont des mouvements propres sensibles ( $\mu_{\alpha, \delta} > 1 \text{ mas-an}^{-1}$ ) et ce n'est qu'à eux que l'on peut appliquer la méthode du point convergent qui permettra le calcul géométrique de leur distance.

À défaut d'information cinématique ( $\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}$  et vitesses radiales), les amas du voisinage solaire peuvent être étudiés par la photométrie même avec des télescopes de petit diamètre offrant une bonne qualité d'image sur un champ le plus vaste possible. L'utilisation de plaques de Schmidt reste aujourd'hui l'une des seules possibilités pour une étude d'AOs proches à très grand champ, en particulier pour la recherche de queues de marée. Nous avons utilisé de grandes plaques SRC (Schmidt anglo-australien de Siding Springs) et de l'ESO (La Silla) qui couvrent un champ d'une trentaine de degrés carrés environ. Cette vaste surface apparente est nécessaire pour la détection des extensions de marée.

Ainsi, à partir d'un comptage des membres "photométriquement" probables d'un amas stellaire, sélectionnés sur leur couleur, l'idée est de mettre en évidence les structures ténues et à grande échelle avec l'outil mathématique le mieux adapté pour ce faire : les ondelettes. Consulter par exemple Bijaoui [1991]. Toutes les procédures utilisées dans la suite de ce chapitre ont été développées par Stéphane Léon dans le cadre de sa thèse (voir Léon [1998]) sur les amas globulaires, et sont ici réutilisées pour trois amas ouverts.

### 2.3.1 Plaques photographiques de M41, NGC 2516 et M48

Tout d'abord, nous avons dû sélectionner les quelques candidats AOs dont les caractéristiques laissaient supposer qu'ils offriraient les meilleures chances de détection de queues de marée. En particulier, les queues étant des surdensités d'étoiles très ténues, il fallait à tout prix éviter de choisir des objets situés dans des champs trop touchés par l'extinction interstellaire qui est un biais observationnel classique (voir Léon et al. [2000]). Les poussières étant cependant assez nettement concentrées à proximité du Plan Galactique, nous avons restreint la sélection aux amas de latitude  $b > 15^\circ$  afin de minimiser les risques de "fausses queues" dues à des *sous*-densités de poussières (des trous d'extinction) qui pourraient faire croire à une *sur*-densité stellaire, parfaitement artificielle.

Mais en se restreignant à des latitudes Galactiques un tant soit peu élevées, ce sont les galaxies qui remplacent les poussières dans le rôle de "polluants". En particulier, les riches amas de galaxies peuvent créer des sur-densités importantes. Nous avons donc essayé de discerner les sources ponctuelles des galaxies, en utilisant une méthode de séparation (par un algorithme récursif) objets stellaires / objets non-stellaires, basée sur la magnitude surfacique des sources. À magnitude donnée, une étoile ayant une brillance surfacique toujours plus forte qu'une galaxie, la sélection peut se faire assez sûrement dans un diagramme (Log de l'aire isophotale *vs.* magnitude, du moins pour des magnitudes inférieures à  $B \approx 18$ , c.-à-d. que la séparation n'est viable que pour les amas de galaxies brillants.

Finalement, notre choix s'est porté sur trois AOs brillants et relativement riches, dans les régions peu absorbées *CMa-Pup-Vel* (voir Chen et al. [1998]) : M41  $\equiv$  NGC 2287, M48  $\equiv$  NGC 2548, et NGC 2516. La vérification de la bonne homogénéité de l'extinction par la poussière a été faite en regardant le relevé *IRAS* à  $100 \mu\text{m}$  sur le champ des amas. Une dizaine de plaques (quatre paires  $B_J/R$  et une paire  $U/V$ ) ont été digitalisées pour cette étude, dont des plaques originales ESO à haute définition, et des plaques du relevé SRC.

La numérisation des clichés photographiques est réalisée au Centre d'Analyse des Images par la *Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie (MAMA)* dont les performances sont décrites dans Berger et al. [1991]. Les clichés, films ou plaques (voir la liste des formats acceptés sur <http://www.cai-mama.obspm.fr/cliche.html>) sont posés sur la table de lecture qui est mobile selon deux axes  $X$ - $Y$  (1,2 mm/s en mode balayage). Les photographies sont alors digitalisées avec la résolution de 10  $\mu\text{m}$ . Un capteur *Reticon* (détecteur de 1024 photodiodes) reçoit la lumière transmise par le cliché, éclairé par en dessous à l'aide d'un ensemble lampe quartz-iode et filtre quasi-monochromatique. Le débit effectif du microdensitomètre est alors de 120 000 pixels par seconde. Avec ses 1024 pixels lus simultanément, il faut environ 3 heures et demi pour scanner une grande plaque, auquel il faut ajouter le temps nécessaire à la focalisation.

La plaque sera donc digitalisée, et la mosaïque d'images (pavés FITS de  $1024 \times 1024$  pixels) ainsi que les catalogues correspondants — plusieurs millions de sources parfois — sont enregistrés sur support magnétique de grande capacité (DAT ou DLT type IV) pour traitement ultérieur. Pour pouvoir tirer le maximum de l'information inscrite dans une plaque, il est nécessaire de suivre rigoureusement un enchaînement d'étapes, de l'extraction des sources (en général à  $3\sigma$  au-dessus de l'écart type ou *rms* du fond de Ciel, à l'aide d'un multi-seuillage) à l'astrométrie, basée sur les catalogues *PPM* (voir Röser & Bastian [1993]) et *ACT* (Urban et al. [1998]), qui permettra finalement d'obtenir le catalogue de tous les objets présents sur l'image avec leurs coordonnées  $\alpha, \delta$  (équinoxe *J2000.0*) précises. On peut résumer brièvement ces étapes par l'enchaînement suivant :

1. passage de *SExtractor* (cf. Bertin & Arnouts [1996]) sur les images (directement à  $3\sigma$  du *rms* du fond de Ciel, ou après un filtrage gaussien et une détection à  $2.5\sigma$ );
2. basée sur le *PPM* puis l'*ACT*, astrométrie des objets détectés précise à  $\simeq 0''.2 - 0''.3$ ;
3. mise en correspondance des catalogues des deux bandes (i.e. passage des deux fichiers `.cae` à un fichier `.ca.in`).

### 2.3.2 Méthode d'analyse : sélection des membres dans le CMD

Pour tous les amas proches, on peut dès le départ éliminer une grande partie de la pollution par les étoiles de champ en excluant directement dans les catalogues les sources faibles. Prenons le cas de NCG 2516 : à 350 pc (Robichon et al. [1999]), nous avons décidé de ne garder dans le CMD global de toute la plaque, visible FIG. 2.3, que les sources ponctuelles dont  $R < 13.5$  (magnitude instrumentale). Sur cet amas, la calibration de la coupure en magnitude a été réalisée (faute de séquence GSPC-II disponible, cf. Postman et al. [1998], s'agissant de plaques ESO originales) à la main à l'aide d'une dizaine d'étoiles en commun avec le catalogue de Dach & Kabus [1989] (table 2.2 et FIG. 2.5). C'est finalement sur ces données tronquées à  $M_V \simeq 4.4$  que sera effectuée toute la suite de l'analyse sur l'AO NGC 2516<sup>2</sup> comme expliqué plus en détails dans l'article qui suit.

## 2.4 Article *Gravitational tidal effects on Galactic open clusters*

L'article "*Gravitational tidal effects on Galactic open clusters*" (Bergond, Léon & Guibert 2001) ci-après a été publié dans la revue *Astronomy & Astrophysics*, volume 377, page 462.

<sup>2</sup>Pour une étude des membres peu lumineux de NGC 2516, consulter l'article de Jeffries et al. [2001].

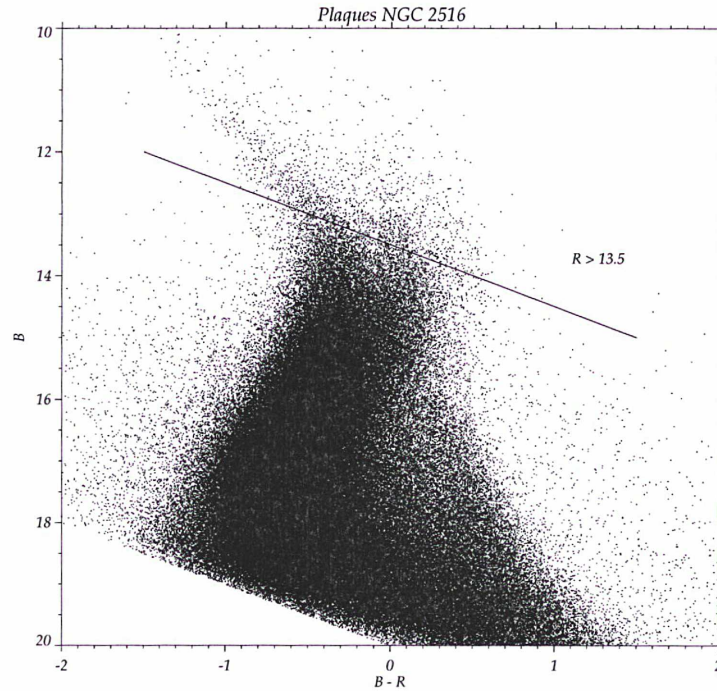


FIG. 2.3 – Diagramme couleur vs. magnitude *instrumentale* pour toutes les sources sur les plaques ESO B et R de NGC 2516. Pour éviter le plus gros de la pollution, et en considérant la proximité de l'amas, on ne garde que les sources de  $R < 13.5$ . C'est sur ces sources brillantes que l'on effectuera une sélection des membres de l'AO (ci-dessous).

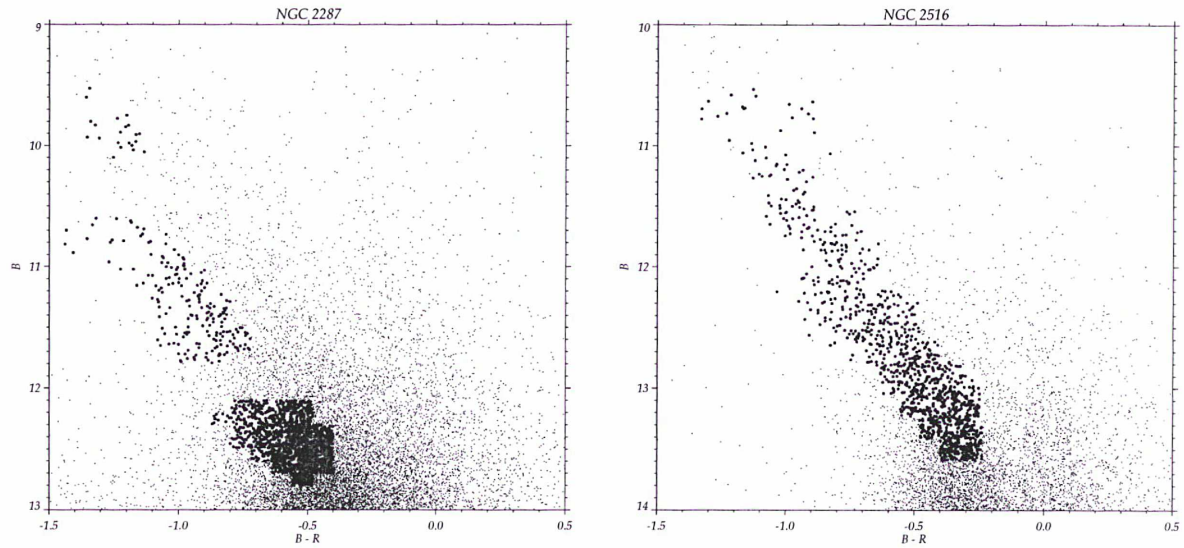


FIG. 2.4 – À gauche pour la coupure aux étoiles les plus brillantes, le CMD en magnitudes instrumentales des étoiles considérées comme membres de Messier 41  $\equiv$  NGC 2287 (en gros points) est superposé au CMD sur toute la plaque (points fins). Trois morceaux dans la séquence principale supérieure de M41 sont retenus. À droite le principe est le même pour NGC 2516; on conserve ici toute la séquence principale brillante de l'amas.

TAB. 2.2 – Étoiles MAMA utilisées par comparaison à la carte de Dachs & Kabus [1989] de l’AO NGC 2516 pour l’estimation des magnitudes absolues des membres sélectionnés. En haut du tableau, limite correspondant aux plus faibles étoiles dans le masque du S/B dans le CMD. Pour les quatre lignes du bas il s’agit des membres les plus brillants retenus.

$N_{MAMA}^{\circ}$	$\alpha_{MAMA}$	$\delta_{MAMA}$	$N_{D\&K}^{\circ}$	$V$	$B - V$
255715	119°:701	-61°:104	630	12.50	0.60
222967	119°:309	-60°:681	233	12.31	0.70
218227	119°:598	-60°:623	921	12.45	0.54
227815	119°:537	-60°:744	205	12.23	0.57
224465	119°:582	-60°:699	907	12.35	0.60
239480	119°:718	-60°:894	609	12.27	0.66
225220	120°:143	-60°:706	867	12.36	0.67
223443	119°:970	-60°:687	818	12.56	0.55
263400	118°:961	-61°:169	4	8.19	0.03
240443	119°:554	-60°:874	42	8.21	0.02
230295	119°:990	-60°:747	67	8.39	0.00
245195	120°:261	-60°:933	745	8.49	-0.03

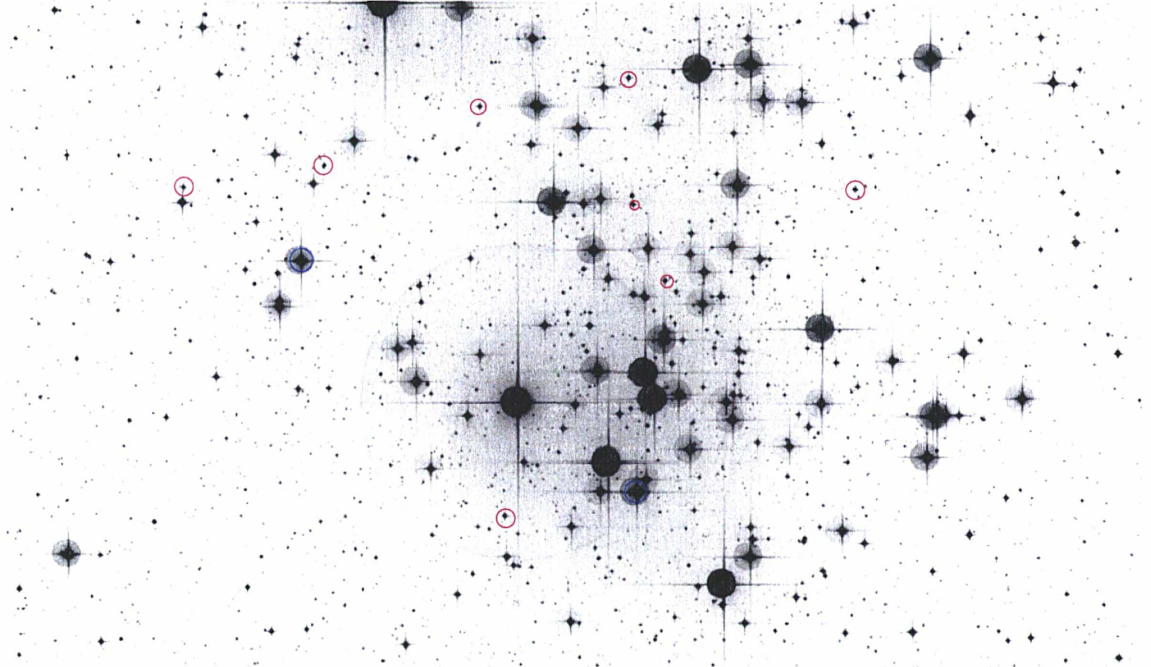


FIG. 2.5 – Centre de l’amas NGC 2516 sur une image de la DSS (N en haut, E à gauche). Les cercles rouges correspondent aux étoiles en commun avec Dachs & Kabus [1989] les plus faibles dans le masque du CMD S/B (cf. table 2.2). Deux autres étoiles brillantes cerclées de bleu sont parmi les plus massives sélectionnées (revoir la FIG. 2.4, à droite).

## Gravitational tidal effects on galactic open clusters<sup>\*</sup>

G. Bergond<sup>1,2</sup>, S. Leon<sup>3</sup>, and J. Guibert<sup>1,2</sup>

<sup>1</sup> Centre d'Analyse des Images, Observatoire de Paris, 77 avenue Denfert-Rochereau, 75014 Paris, France

<sup>2</sup> DASGAL/UMR 8633, Observatoire de Paris-Meudon, 5 Pl. Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

<sup>3</sup> I. Physikalisches Institut, Universität zu Köln, Zùlpicher Straße 77, 50937 Köln, Germany

Received 2 April 2001 / Accepted 11 July 2001

**Abstract.** We have investigated the 2-D stellar distribution in the outer parts of three nearby open clusters: NGC 2287 ( $\equiv$ M 41), NGC 2516, and NGC 2548 ( $\equiv$ M 48). Wide-field star counts have been performed in two colours on pairs of digitized ESO and SRC Schmidt plates, allowing us to select likely cluster members in the colour-magnitude diagrams. Cluster tidal extensions were emphasized using a wavelet transform. Taking into account observational biases, namely the galaxy clustering and differential extinction in the Galaxy, we have associated these stellar overdensities with real open cluster structures stretched by the galactic gravitational field. As predicted by theory and simulations, and despite observational limitations, we detected a general elongated (prolate) shape in a direction parallel to the galactic Plane, combined with tidal tails extended perpendicularly to it. This geometry is due both to the static galactic tidal field and the heating up of the stellar system when crossing the Disk. The time varying tidal field will deeply affect the cluster dynamical evolution, and we emphasize the importance of adiabatic heating during the Disk-shocking. In the case of NGC 2548, our dating of the last shocking with the Plane (based on a tidal clump) is consistent with its velocity. During the 10–20  $Z$ -oscillations experienced by a cluster before its dissolution in the Galaxy, crossings through the galactic Disk contribute to at least 15% of the total mass loss. Using recent age estimations published for open clusters, we find a destruction time-scale of about 600 Myr for clusters in the solar neighbourhood.

**Key words.** open clusters and associations: general – open clusters and associations: individual: NGC 2287, NGC 2516, NGC 2548 – stars: Hertzsprung-Russel (HR) and C–M diagrams – Galaxy: kinematics and dynamics

### 1. Introduction

Galactic open clusters (OCs) have long been shown to be extremely valuable laboratories for many domains of astronomy. In particular, observations of their spatial structures can help to constrain dynamical models and  $N$ -body simulations of small ( $N \approx 10^3$ ) stellar systems. Extended over some parsecs, OCs are made up of from many dozens to a few thousands stars. Their sparseness makes them short-lived stellar concentrations.

In this manner, most galactic OCs evaporate entirely in some  $10^8$  years: of the 1200 or so objects of this type in the catalogue of open cluster data compiled by Lyngå (1987), only about 70 are known to be older than 1 Gyr.

*Send offprint requests to:* G. Bergond,  
 e-mail: [gbergond@eso.org](mailto:gbergond@eso.org)

<sup>\*</sup> Plate scanning was done at the Centre d'Analyse des Images (CAI) with *M.A.M.A.* (*Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie*), a facility located at the Observatoire de Paris, developed and operated by INSU (Institut National des Sciences de l'Univers, CNRS). Web site <http://dsmama.obspm.fr>

Indeed, as a result of 2-body relaxation, several stars can acquire positive energy during the strongest (nearest) interactions with other members, and then leave the cluster which slowly vanishes. Stellar evolution (mass loss) and encounters with giant molecular clouds (GMCs, see Wielen 1991) also contribute to noticeably reduce the stellar system lifetime. In addition, the galactic potential plays a major role in the disruption process by its regular gravitational harassment, through tidal disruption.

As a consequence, only the initially richest clusters (which are more gravitationally bound) and those situated at large galactic radii (where the probability of encounter with a GMC is lower) can live a few Gyr. De la Fuente Marcos (1998) has shown that our Galaxy should host several hundreds of thousands of open cluster remnants which have been disrupted by the Galaxy and by their own dynamical evolution (evaporation). Bica et al. (2001) indeed observe several dissolving star cluster candidates.

Orbits of OCs being quasi-circular, with  $Z$ -oscillations of small ( $\lesssim 1$  kpc) amplitude, their trajectory includes many passages through the Disk: each of these

gravitational shocks heat up and compress the cluster, which then takes a prolate shape flattened to maximum at  $Z = 0$  (Leon 1998). Repeated disk-shockings speed up the disruption, as studied in globular clusters (Combes et al. 1999), and after each passage through the Plane, members rejected in the halo of the system are stripped out by the gravitational field of the whole Galaxy. These ejected stars will form a tidal tail which extends far from the cluster inner regions. Structural studies of the surroundings of OCs can thus provide much information on the past and present dynamical evolution of the cluster.

Terlevich (1987) and de la Fuente Marcos (1997 and references therein) performed realistic simulations of open cluster evolution. From the observational point of view, Grillmair et al. (1995) and Leon et al. (2000) detected important tidal tail extensions around galactic *globular* clusters using a wide-field star count analysis. Leon et al. (1999) also found noticeable tidal tails around several binary star clusters in the Large Magellanic Cloud.

The main aim of this study is to detect such tidal tail signatures in the overall cluster structure around selected galactic OCs, by performing multicolour, wide-field star counts on Schmidt photographic plates. First results are presented in Bergond et al. (2001). In Sect. 2 we discuss the selection of three open clusters. Section 3 presents the data analysis, and a brief discussion of our observational limitations. In Sect. 4 we focus on each of the three observed OCs. Next, in Sect. 5, we discuss these results together with numerical simulations, and their general implications for galactic open clusters, before summarizing this work in the last section.

## 2. Open cluster sample

It is expected that tidal tails are very weak stellar overdensities, and to better detect them it is necessary to reject at maximum areas with strong background variations due to a differential interstellar extinction. A hole of extinction can indeed artificially enhance the star-count in this more transparent area, giving the impression of a higher density of stars which we could mistake for a tail. For this reason, we have made a first selection, restricting our choice to the few OCs which present  $b^{\text{II}} > 10^\circ$  (see Janes & Adler 1982 for the galactic distribution of OCs). Such high latitudes allow us to avoid the major part of dust clouds which are generally well concentrated along the Plane  $Z = 0$ , with a mean scale height of  $160 \pm 20$  pc (Pandey & Mahra 1987).

However, the extinction within the Plane is highly variable from one direction to another, and there are windows of transparency, especially between  $\ell = 210^\circ$  and  $\ell = 240^\circ$  (Chen et al. 1998). The whole map of dust emission (as traced by *IRAS* 100  $\mu\text{m}$ ) in these directions is visible in Fig. 1 where we have overplotted all the known OCs in the Lyngå (1987) catalogue.

We had yet to select relatively rich clusters in order to perform a reliable star-count analysis. Very poor OCs do not offer a sufficient contrast with respect to the field

**Table 1.** Scanned Schmidt plates encompassing the clusters.

Cluster NGC	Plate ID #	Emuls. Kodak	Filter used	Exp. min	Epoch
2287	SRC557	IIIaJ	GG395	60	1979.898
2287	ESO557	IIIaF	RG630	60	1985.930
2516	E11031	IIIaJ	GG385	15	1994.117
2516	E11190	IIIaF	RG630	15	1994.444
2548	SRC775	IIIaJ	GG395	60	1986.246
2548	SRC775	IIIaF	OG590	70	1985.057
2548	SRC776	IIIaJ	GG395	60	1983.192
2548	SRC776	IIIaF	OG590	70	1985.953

stars, and may be only *asterisms*, that is, apparent concentrations of stars due to a pure perspective effect (e.g., Baumgardt 1998). At last, the cluster must have the appropriate dimensions: too small clusters are difficult to treat with the typical scale on Schmidt plates ( $67''/1\text{mm}$ ) due to limitations in resolution of emulsions and diffusion problems in crowded areas, whereas too wide clusters like Melotte 111 (Odenkirchen et al. 1998) cannot be studied on single  $\approx 30$  deg<sup>2</sup> plate.

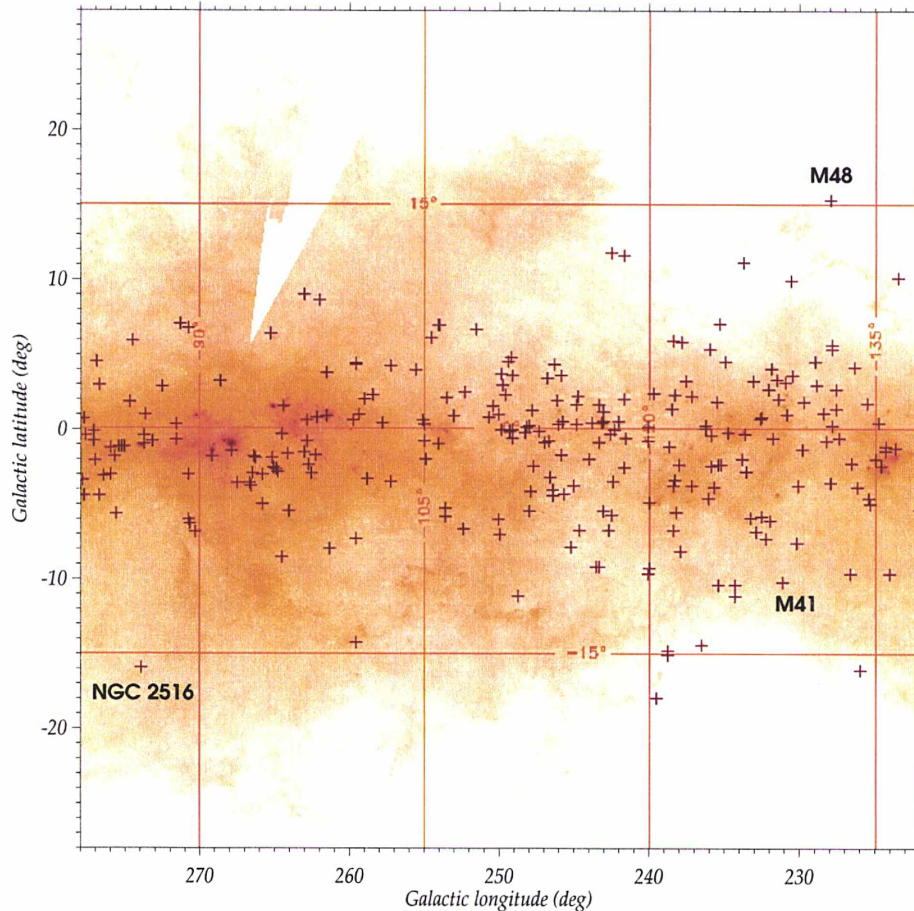
We finally selected as the most interesting candidates 3 rich, bright and low-absorbed OCs: NGC 2287 ( $\equiv$ M 41), NGC 2516, and NGC 2548 ( $\equiv$ M 48). Table 1 presents the pairs of photographic plates we scanned for this study and Table 2 summarizes the main properties of these OCs.

## 3. Data analysis

All the plates were digitized with a resolution of 10  $\mu\text{m}$  with the *Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie (MAMA)*, see Berger et al. 1991). Source extraction was done using the SExtractor software (Bertin & Arnouts 1996), at a  $3\sigma$ -level for each pair of plates. Once the astrometry was performed in each colour, local software was used for the cross-correlation of the *B* and *R* catalogues.

This allows us to build a colour-magnitude diagram (CMD), in *instrumental* magnitudes, for the whole plate. Next, we adopt the method described by Grillmair et al. (1995), which consists of selecting regions in the CMD where the “cluster vs. field contrast” is important. For this purpose, we use a so-called colour-magnitude S/N function  $\bar{s}(i, j)$  defined by subdividing the CMD in multiple cells ( $50 \times 50$  bins here, i.e. about 0.1 mag both in *B* and  $B - R$ ). We refer to the papers of Leon et al. (1999, 2000) for details of the application of the method. We then retain only cells where the number of cluster members with respect to the field stars is the highest, by defining a threshold we choose as a compromise between significant star-count (in order to prevent background fluctuations) and reduced contamination by field stars.

In the case of relatively nearby clusters, it is possible to use a direct “cut” in magnitude in the whole star count, selecting only the brightest sources. Most of weak field stars are then directly eliminated, whereas only the bottom of the OC main sequence (that is, most of



**Fig. 1.** Skyview map of IRAS dust emission at  $100\ \mu\text{m}$  in the regions going from  $(\ell, b) = (222^\circ, -28^\circ)$  to  $(\ell, b) = (278^\circ, +28^\circ)$ . All the known open clusters in the Lyngå catalogue are shown as small crosses (+). The three selected objects are indicated. They avoid strong and differential extinction areas.

**Table 2.** Main characteristics of the three studied open clusters as extracted from the *Base des Amas* (see Mermilliod 1995) <http://obswww.unige.ch/webda/>, except for the masses (particularly uncertain), which come from Bruch & Sanders (1983) for NGC 2287, or from Pandey et al. (1987) for NGC 2516. Some values showing important discrepancies in the literature are specified in the note below the table.

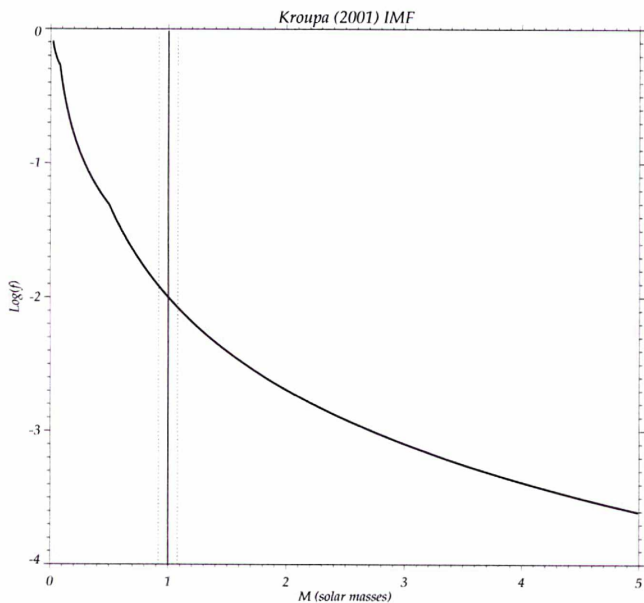
Cluster name	$\alpha$ J2000.0	$\delta$ J2000.0	$\ell$ II	$b$ II	Dist pc	$Z$ pc	Rad. pc	Mass $M_\odot$	Age Myr	Spect.-type on turn-off	[Fe/H] dex <sup>†</sup>	$E_{B-V}$ mean
NGC 2287	06 <sup>h</sup> 46 <sup>m</sup> 9	-20°44'	231°10	-10°23	693	-123	4.1	294	243	B5	+0.04	0.03
NGC 2516	07 <sup>h</sup> 58 <sup>m</sup> 3	-60°52'	273°94	-15°88	409	-112	1.9	170	113 <sup>†</sup>	B3	+0.06	0.10
NGC 2548	08 <sup>h</sup> 13 <sup>m</sup> 8	-05°48'	227°92	+15°37	769	+204	4.8	N/A	360	A0	+0.08	0.03

<sup>†</sup> Meynet et al. (1993) fit NGC 2516 with an older isochrone at 140 Myr.

<sup>‡</sup> For NGC 2516, Jeffries et al. (1997) proposed a value of  $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.32$ .

late-type dwarf members) is missing. Keeping only bright OC members to minimize pollution also obviously decreases the number of detected stripped stars from the cluster, which are preferentially low mass stars, as noted both from observations (Leon et al. 2000) and simulations (e.g., Combes et al. 1999), but the S/N of the tidal tails relative to the background/foreground stars will be higher due to the richness of the three selected clusters.

The three OCs we have chosen being nearby systems (with a distance to the Sun in the range  $\frac{1}{3}$ – $\frac{2}{3}$  kpc), we have applied cuts in instrumental magnitudes corresponding on average to about  $M_V \sim 5$ . Using the “universal” mass function of Kroupa (2001), this implies that we may miss about 90% of the theoretical cluster total mass (see Fig. 2). Note however that Scalo (1998) claimed that a universal mass function is not justified empirically for stars



**Fig. 2.** Kroupa (2001) galactic initial mass function with the low-mass cuts ( $\sim 1 \pm 0.1 \mathcal{M}_{\odot}$ ) applied for the three clusters. Clearly, we miss the numerous weak stars which populate predominantly the tidal tails, observing possibly only 10% of the total cluster mass.

with masses less than  $1 \mathcal{M}_{\odot}$ . Recent theoretical studies (Lastennet & Valls-Gabaud 1999) also tend to show that open cluster IMFs present some variations (which may be due to mass segregation effects, see the discussion in Sect. 5) below  $1.1\text{--}1.2 \mathcal{M}_{\odot}$ .

Therefore, estimates of the fraction of the cluster mass we observed are accordingly subject to non-negligible variations, and the Kroupa (2001) IMF may rather be an average of possibly *locally* different IMFs, as already observed even for intermediate-mass stars in OCs (e.g., Phelps & Janes 1993 or Sanner & Geffert 2001).

After this first selection from the mask in the CMD diagram (for example, see Fig. 3) which on average keeps  $N \gtrsim 1500$  likely members on the whole field, we need to pay attention to a remaining background (Milky Way) gradient in the wide-field encompassing the OC. Following Grillmair et al. (1995), as a first step we mask the cluster, up to 1 or 2 times its estimated tidal radius  $r_t$ . The hidden cluster is then replaced by the mean density value just outside it (i.e., from  $1.5$  to  $2.5r_t$ ). The background  $z$  is next smoothed using a fit by a bivariate polynomial surface:

$$z(x, y) = \sum_i \sum_j a_{ij} x^i y^j \quad 0 \leq i, j \leq 2. \quad (1)$$

A simple  $1 \times 1$  bivariate polynomial is generally sufficient, except near the Galactic Plane – as is often the case for OCs – where a degree of 2 is preferable in order to follow the exponential increase of field stars towards galactic latitude zero. A higher order polynomial is not applicable, as it may erase similar scale variations such as the tidal tails we are seeking. Then, we obtain a raw map of

**Table 3.** Parallaxes and proper motions for the three selected OCs, as extracted from Baumgardt et al. (2000).  $N_*$  is the number of HIPPARCOS members used to compute  $\pi$  and  $\mu_{\alpha^*, \delta}$ .  $\mu_{\alpha^*}$  includes the multiplication by the cosine of the declination.

Cluster	$\pi$ (mas)	$N_*$	$\mu_{\alpha^*}$ (mas/yr)	$\mu_{\delta}$ (mas/yr)
NGC2287	$1.93 \pm 0.49$	8	$-4.34 \pm 0.40$	$-0.09 \pm 0.40$
NGC2516	$2.77 \pm 0.25$	13	$-4.08 \pm 0.27$	$-10.98 \pm 0.24$
NGC2548	$1.63 \pm 0.79$	5	$-0.50 \pm 0.70$	$+0.93 \pm 0.65$

overdensities  $Tide_{\text{Raw}}$  by subtracting the Milky Way gradient  $z$  from the count of likely members of the cluster:

$$Tide_{\text{Raw}}(x, y) = cmd(x, y) - z(x, y), \quad (2)$$

where  $cmd$  is the surface density of CMD-selected stars.

At this point, we use the wavelet analysis (see Leon et al. 1999, 2000). This method makes use of the so-called “à trous” algorithm (Bijaoui 1991). Relatively fast, it decomposes by a discrete wavelet transform (WT) the raw image in several planes  $W_i(x, y)$  where  $i$  is the scale of the plane, using a  $B$ -spline function. This kernel function  $B_S(x, y)$  is used for the recursive convolutions of the initial image. If we note as  $c_0$  the raw image of overdensities  $Tide_{\text{Raw}}$  just obtained, we have successively:

$$c_0(x, y) = Tide_{\text{Raw}}(x, y), \quad (3)$$

$$c_i(x, y) = c_{i-1} \times B_S\left(\frac{x}{2^i}, \frac{y}{2^i}\right); \quad (4)$$

$$W_i(x, y) = c_i(x, y) - c_{i-1}(x, y). \quad (5)$$

Each of the planes  $W_i(x, y)$  corresponds to a certain image resolution: while orders like 5 or 6 retain only “out of focus” features, the lower orders give the finest details. In fact, the last plane  $W_{i_{\text{max}}}(x, y)$  – often known as LSP for Last Smoothed Plane – is not in the literal sense a true wavelet plane, but contains the residuals of the last convolution. However, we will consider it like the other planes, giving a total number of 7 scales. This value has proved to be a good compromise between computing time and the maximal resolution we need.

Finally, having obtained all the wavelet planes  $W_i(x, y)$ , we can construct the best map to recover overdensities around the cluster by adding several wavelet planes. We have chosen to select only large scale planes related to the tidal tails sizes: the best results are obtained using planes from order 3 to the LSP (i.e., order 7 in our decomposition). The final map of tidal tails will then be defined as in Leon et al. (2000) by the sum:

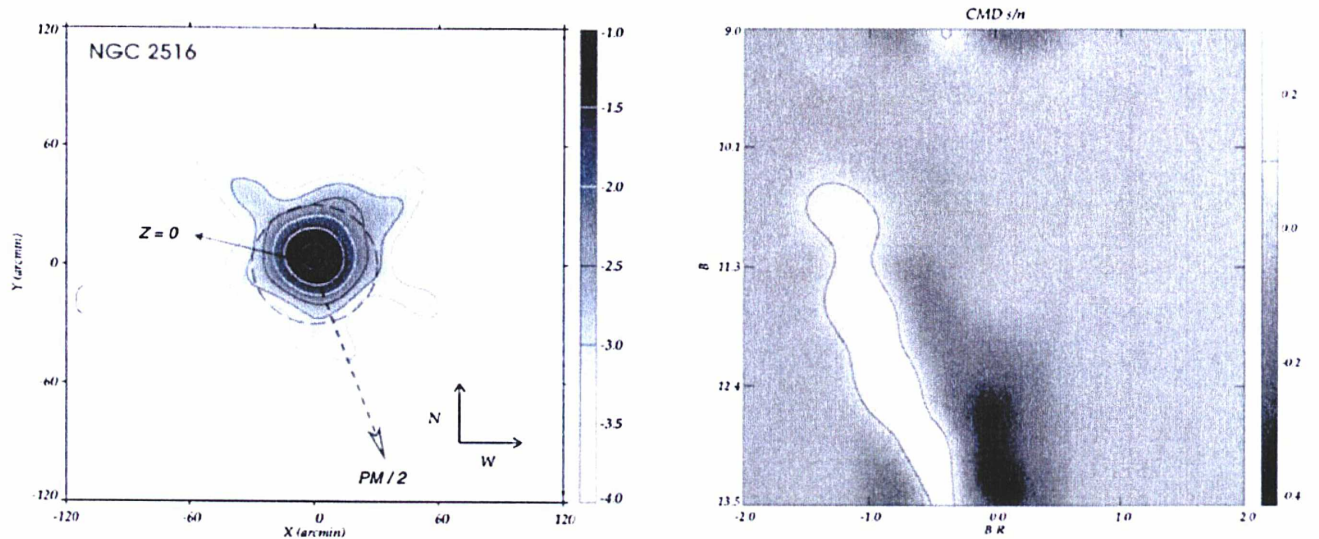
$$Tide(x, y) = \sum_{i=3}^7 W_i(x, y). \quad (6)$$

This choice was also made in order to obtain a good compromise between resolution and background noise.

## 4. Results

### 4.1. NGC 2287 ( $\equiv M41$ )

This bright, intermediate-age OC was particularly studied for proper motions (Ianna et al. 1987), radial velocities



**Fig. 3.** Left: density (Log scale) of probable NGC 2516 members, using star-counts on a  $B-R$  pair of Schmidt plates. The dashed circle represents the cluster diameter according to Lyngå (1987). Dashed arrow is the proper motion ( $PM$ ) of the cluster (cf. Table 3) whereas the solid arrow points  $\perp$  to the Galactic Plane towards  $Z = 0$ . Right: the colour-magnitude signal to noise (relative to the background, see text) with the mask (contour) used to select only high (bright regions)  $S/N$  areas.

(Amieux 1988) and spectrophotometric properties (Harris et al. 1993). For the present wide-field structural study of the cluster, we found that a cut at an instrumental ( $R$ ) mag. of 14 offered the maximum cluster contrast with respect to the field. Using a plate calibration based on the GSPC-II, it is equivalent to  $B_{\text{cut}} \simeq 16.2$ . Given a distance to NGC 2287 of about 700 pc and the low absorption in this direction (see Table 2), the cut corresponds to main sequence stars of about  $M_V \sim 6.1$ , hence masses of the order of  $0.9 M_{\odot}$ . The main sequence brightest selected stars have  $V \simeq 9$ , i.e. mass greater than  $3 M_{\odot}$ . Taking the IMF of Kroupa (2001) within these limits, our selection of members may represent only  $\approx 10\%$  of the total cluster mass.

Despite this limitation, the overall structure observed for NGC 2287 (cf. Fig. 4, left) corresponds relatively well to what is expected: a global elongated shape nearly parallel to the Galactic Plane (i.e., from SSE to NNW) with projected axis ratios estimated to 1.5:1.0, and with extensions perpendicular to it (the arrow points perpendicularly towards  $Z = 0$ , a clump of density is visible in this direction). The dashed arrow indicates the proper motion ( $PM$ , see Table 3) of the OC, and the dashed circle traces the cluster extension (radius estimated to  $\sim 35'$ ) as given in Table 2.

The “pollution map” (see Fig. 4, right) shows no obvious clusters of galaxies and no anticorrelation between the tidal tails and the *IRAS* 100  $\mu\text{m}$  map (dust absorption) which could bias the source count. Otherwise, it is clearly visible in Fig. 4 (left) that the star count peak is shifted by about  $15'$  SW from the center of the field, i.e. the “classical” coordinates of NGC 2287 given in catalogues are incorrect.

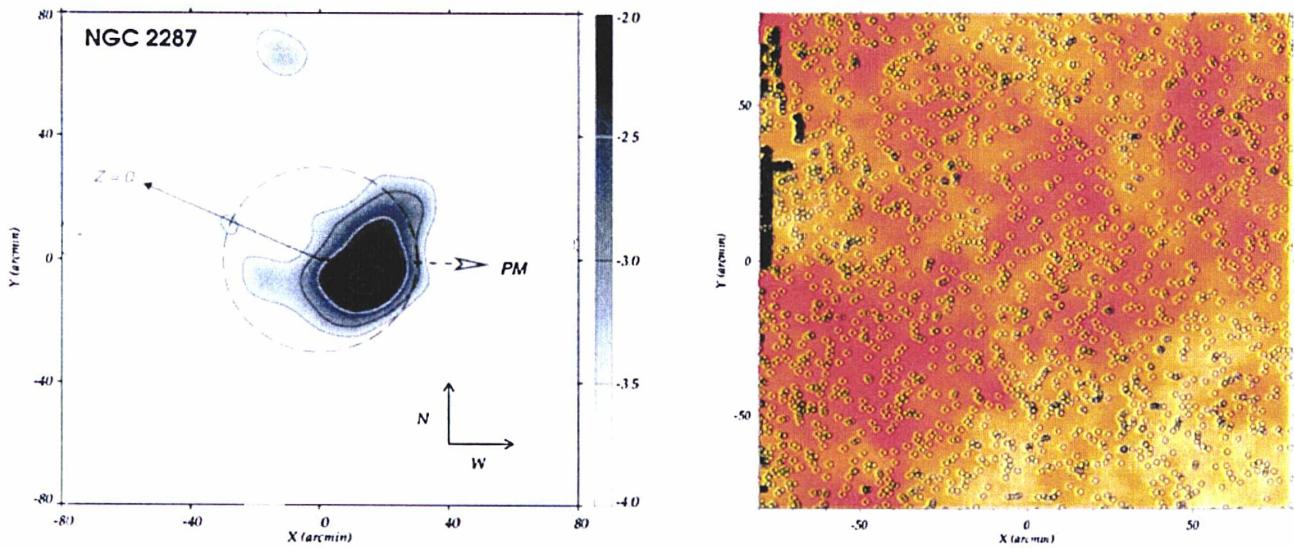
#### 4.2. NGC 2516

Eggen (1974) detected several members up to  $\sim 5$  pc from the cluster center and described NGC 2516 as the Southern Pleiades. Indeed, this very bright and rich cluster shares a common age and  $V$  absolute galactic motion with M45. NGC 2516 contains many variable stars and is ideal to look for low-mass and active stars. It is also an essential cluster in the calibration of the IFMR (Initial Final Mass Relation) as it contains several white dwarfs.

Among the numerous studies of this spectacular OC, the one by Dachs & Kabus (1989) is complete up to  $M_V = 5^{\text{m}5}$ , over a relatively wide field. They propose a total cluster mass of about  $\approx 1000 M_{\odot}$ .

An efficient cut at an instrumental magnitude of 13.5 was done, as the cluster is particularly nearby ( $\simeq 350$  pc, see Robichon et al. 1999). After cross-identification with the catalog of Dachs & Kabus (1989), this cut corresponds to main sequence stars brighter than  $V = 12.4$  or  $M_V \simeq 4.4$ . In terms of mass, the cut retains only stars with  $\mathcal{M} \gtrsim 1.1 M_{\odot}$ . The brightest CMD-selected stars have  $V = 8.2$  ( $M_V \simeq 0.2$ ) or  $\mathcal{M} \sim 2.5\text{--}3 M_{\odot}$ . The integration of the Kroupa (2001) IMF within these limits shows that we could miss nearly 90% of the cluster potential mass, even if, as discussed in Sect. 3, variations in the mass function just below our cut may significantly change the number of unstudied members.

Despite this low percentage in mass of selected members, in Fig. 3 (left), two remarkable tails extend up to  $1.5^\circ$  from the cluster center, nearly perpendicularly to the Galactic Plane (the arrow points towards  $Z = 0$ ). It is interesting to note the almost perfect circular geometry of the central parts of NGC 2516, despite the ideal location ( $\ell \simeq 270^\circ$ ) of this OC for observation of the predicted



**Fig. 4.** Density of NGC 2287 stars (left) and pollution map for the same field (right). Definition of the arrows and dashed circle is the same as in Fig. 3, with twice the NGC 2516 proper motion ( $PM$ ) scale. Right: the *IRAS*  $100\ \mu\text{m}$  absorption is in greyscale. Small circles represent galaxies, as extracted from the SExtractor catalogue using a separation in a  $\text{Log}(\text{area})$  vs. magnitude diagram. Many spurious extended source detections occur near the E border of the plate ( $X \simeq -80'$  from the cluster center).

flattening by the radial galactic force gradient (see the discussion in Sect. 5).

Except for a strong emission point north of the cluster (corresponding to the “Toby jug” nebula IC 2220), the extinction due to dust is homogeneous, and no clumps in background galaxies correlate with the position of tails. Hence, no observational bias can account for the presence of these huge tidal extensions.

#### 4.3. NGC 2548 ( $\equiv M48$ )

Despite being a bright cluster, NGC 2548 (later identified as the entry #48 in the Messier’s catalogue) has not been studied recently. Here, we have used *two* pairs of blue and red survey plates, in order to check against possible variations in the sensitivity of the photographic emulsion which may bias the star-counts. No such effect was found. The OC is situated near the E border of the first pair (ESO/SRC 775) and on the W border of the 2nd (ESO/SRC 776). Despite these locations on the plates, the tidal tail extraction has proved consistent, as shown in Fig. 5.

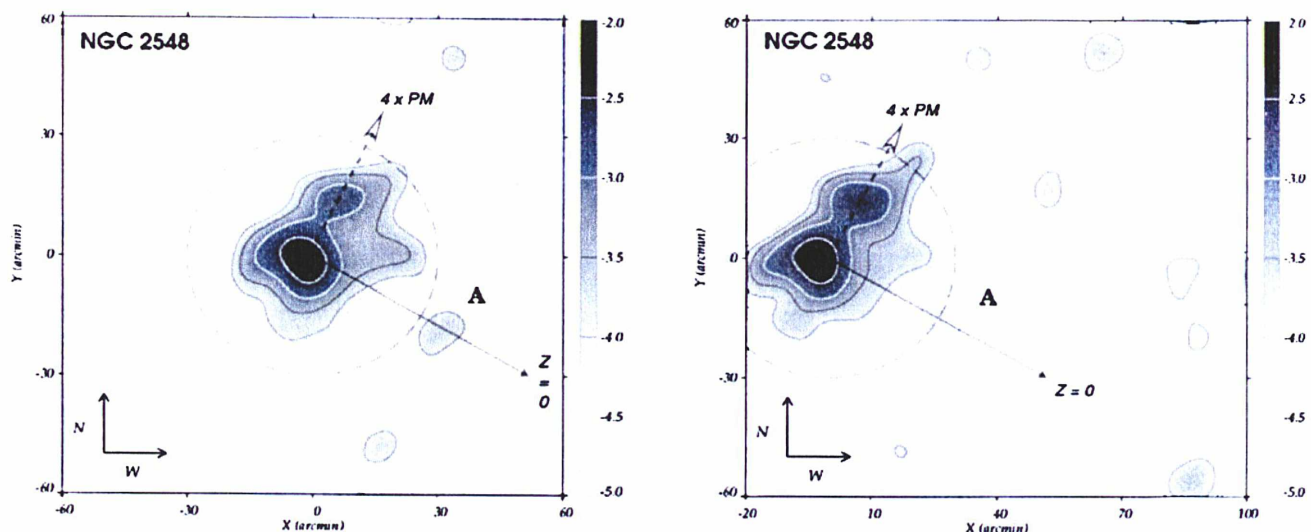
For the two pairs of plates including NGC 2548, we have chosen a strong cut, keeping only stars brighter than the instrumental magnitude 13.0 (corresponding to about  $B_{\text{cut}} \sim 14.8$  using a rough calibration based on GSPC-I standard stars), or  $M_B \sim 5.3$ . Again, we keep only stars more massive than about  $1-1.1 M_{\odot}$ . Interestingly, the inner isodensity levels show a secondary peak (double core). The projected axis ratio is around 1.7:1.0. The absorption in the region of the OC is very low (see Table 2) and uniform. Numerous extended sources were detected but no cluster of galaxies can account for the overall prolate shape and the SW tidal extension.

## 5. Discussion

Theoretical considerations (Wielen 1975) have shown that the haloes of open clusters are flattened by the galactic gravitational field. Indeed, the gradient of the gravitational force in the galactic radial direction is stretching the OC: simulations (Terlevich 1987; Portegies Zwart et al. 2001) confirm that OCs take the shape of an ellipsoid with axes in a ratio  $X:Z \simeq 2.0:1.0$ . The longest axis always points towards the Galactic Center whereas the smaller one is in the  $Z$  direction. This compressed shape has been observed only in a few clusters. In the Hyades, a flattening along the Galactic Plane was first suspected by Oort (1979). Perryman et al. (1998) recently confirmed, in their exhaustive study of the 3-D structure of this fundamental “calibrator” cluster, the prolate shape of the halo, which is well elongated towards the Bulge. In the Pleiades, a similar elongated shape roughly in the  $\ell$  direction was detected by van Leeuwen (1983) and definitively established by Raboud & Mermilliod (1998a).

It has been shown as well (Leon 1998) that the disk-shocking compresses strongly the stellar cluster during the crossing of the galactic Plane. In the case of OCs, the heating is very efficient from the adiabatic component which includes the short period stellar orbits relative to the crossing time through the Plane. Figure 6 shows the contribution of the adiabatic heating which is maximum for typical open cluster central densities  $\leq 100 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$  (e.g., Binney & Tremaine 1987).

To quantify the effects of the vertical and radial (parallel to the Disk plane) tidal forces, we show in Fig. 7 the ratio of these two tidal components for a rather rich OC having a  $r_t = 10 \text{ pc}$  tidal radius. The galactic models are from Combes et al. (1999): the main difference is the



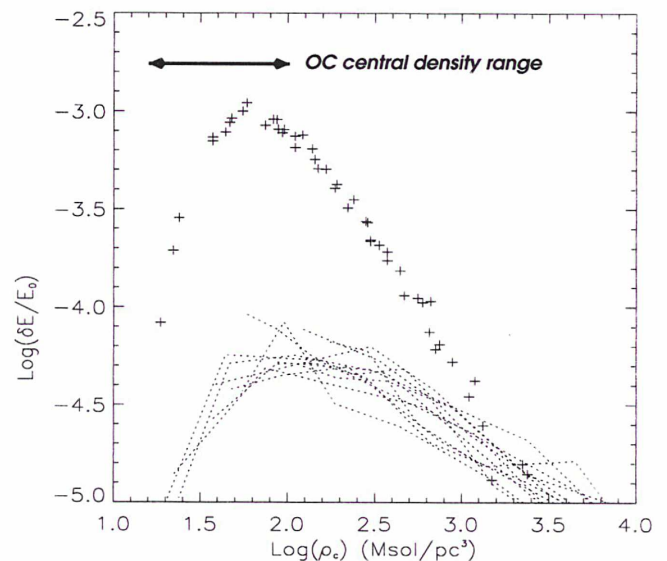
**Fig. 5.** Field centered on NGC 2548, two pairs of *B* & *R* plates. Left: the open cluster isodensity levels on the SRC775 plates. Right: the center of NGC 2548 lies only 20' East of the border of the SRC776 plate. Despite this, several features are nearly identical to the SRC775 plates (double core of the cluster, prolate shape and a tidal tail with a clump). See Sect. 5 for the discussion about the clump of star A. Proper motion of the OC (*PM*), 4 times enlarged, is very uncertain.

scale height of the Disk which is set to 1 kpc for the Gal-1 model and 400 pc for the Gal-2 model, leading to a major contribution of the vertical tidal force in the latter case owing to a larger gradient due to the thinner disk.

However, the vertical component of the *static* tidal force is less important than the radial one, except on top of the Bulge where the radial component, in our model, is very weak. For a typical open cluster *Z* range, the vertical/radial ratio of the tidal force components is between 1% to 10%. Nevertheless the shock due to the *time-dependent* tidal force will induce a major heating of the OC crossing the Plane. Interestingly the vertical tidal force is stronger at very low-*Z*, where the open cluster population is mainly located, to decrease to a minimum, for a constant galactic radius, at  $Z \sim 150$  pc (Gal-2 model) and increases towards higher *Z* where the vertical component from the Bulge and the whole Disk takes over.

Hence, in addition to the static tidal field, all OCs suffer repeated disk-shockings with the galactic Plane. Indeed one typical open cluster at the solar radius crosses the Plane about 10–20 times before its dissolution in the Galaxy (see below), only leaving an OC remnant (de la Fuente Marcos 1998). For most of existing clusters, we expect to observe clumps of stars disrupted from the disk shocking, in the direction perpendicular to the Galactic Plane. These clumps should have a velocity (relative to the OC center of mass) close to the velocity dispersion in the cluster. In an OC of  $\sim 500 M_{\odot}$  like the Hyades (evolved intermediate-age cluster, like NGC 2548), the velocity dispersion is about 0.2–0.4  $\text{km s}^{-1}$  (de Bruijne et al. 2001).

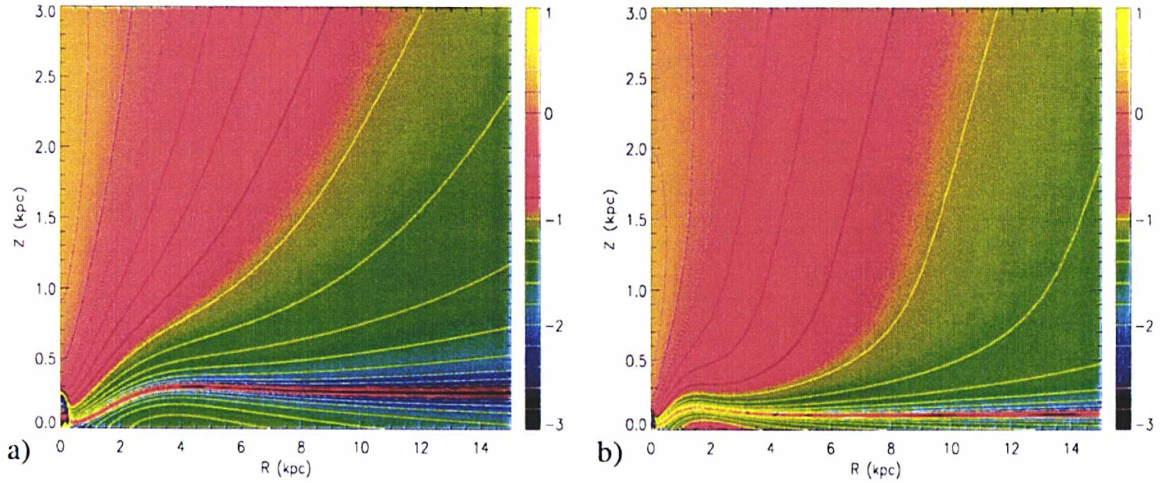
We can interpret the SW clump (noted A in Fig. 5) around NGC 2548, in the direction of the Plane, as a remnant of the last disk-shocking. Given the distance of the



**Fig. 6.** Contribution of the adiabatic heating during the disk crossing, using particle perturbation simulations (Leeuwin et al. 1993; Leon 1998). The crosses represent the gain of energy  $\delta E$  relative to the total energy  $E_0$  of the cluster. The dashed lines represent the dispersion in  $\delta E$  from different sets of simulations. We indicate the range of rich OC central densities.

clump to the center of NGC 2548 of about  $\sim 8$  pc and taking a typical velocity dispersion of  $0.3 \text{ km s}^{-1}$ , we estimate the last shock finished  $\approx 26$  Myr ago. On the other hand, following Dachs & Kabus (1989), the period  $P_Z$  of the *Z*-oscillations of an open cluster is given by:

$$P_Z = 2\pi \sqrt{\frac{Z_{\max}}{K_{Z_{\max}}}} \quad (7)$$



**Fig. 7.** Ratio (Log scale) of the  $Z$ -tidal force to the radial tidal force, parallel to the Galactic Plane for an open cluster having a tidal radius of  $r_t = 10$  pc. In **a)** we use the Gal-1 model (see Combes et al. 1999 for details) and **b)** the Gal-2 model. The main difference between the two models is the disk scale height, with 1 kpc for Gal-1 model and 400 pc for Gal-2 model. We did not take into account the dark matter halo.

**Table 4.** Galactic positions and heliocentric space motions for the 3 selected open clusters, data coming from the compilation by Piatti et al. (1995).  $R_p$  (resp.  $R_a$ ) is the radius at the perihelion (resp. at the aphelion) of the cluster orbit.

Object	$R_p$	$R_a$	$Z$	$H^\dagger$	$U$	$V$	$W$
NGC	kpc	kpc	pc	pc	$\text{km s}^{-1}$	$\text{km s}^{-1}$	$\text{km s}^{-1}$
2287	7.95	8.97	-130	870	+25	+9	-80
2516	5.60	8.54	-120	200	+2	-24	+5
2548	7.43	8.99	+160	420	+37	+5	-43

<sup>†</sup>  $H = |Z_{\max}|$  is the maximum height that the open cluster is supposed to reach above (or under) the Galactic Plane.

where  $K_Z$  is the galactic vertical acceleration at the maximum height  $Z_{\max}$  the OC can reach. We use the acceleration values given by Vergely et al. (2001), based on recent estimates of the disk scale height  $D = 240$  pc and surface mass density  $\Sigma_0 = 48 \mathcal{M}_\odot \text{pc}^{-2}$ , whereas the local mass density is taken as  $\rho_0 = 0.076 \mathcal{M}_\odot \text{pc}^{-3}$ .

The results of the compilation of the absolute  $(U, V, W)$  motions of the three clusters by Piatti et al. (1995) are shown in Table 4. In the case of NCG 2548 however, different values were found recently by Wu et al. (2001). These authors deduced  $(U, V, W) = (1, 221, 3) \text{ km s}^{-1}$  from an exhaustive proper motion survey, with  $H = |Z_{\max}| = 170$  pc (taking the nearby distance estimate of  $d_{M48} \simeq 530$  pc, see Claría 1985).

Using the  $W$  and  $H$  values of Piatti et al. (1995), we can estimate that the last crossing of NGC 2548 through the Galactic Plane finished about  $\sim 40$  Myr ago, whereas taking the data of Wu et al. (2001) the last shock occurred  $\sim 20$  Myr ago. Both results are consistent with our dating derived from the clump. We note that with an age of about

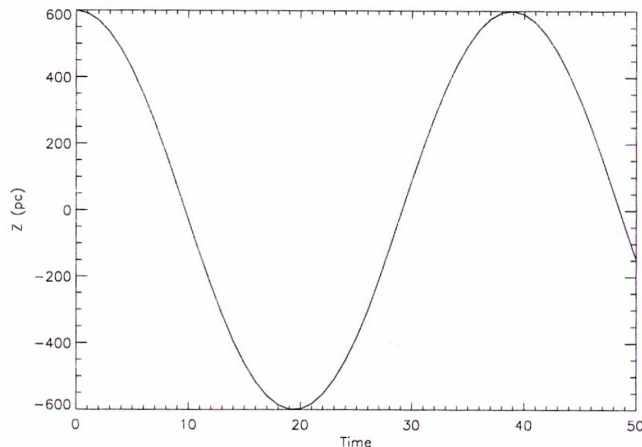
360 Myr (see Table 2), NGC 2548 is a dynamically evolved OC which has already suffered about 7 or 8 disk-shockings.

It has also been shown (Leon 1998; Combes et al. 1999) that during the disk-shocking the shape of the cluster will change rapidly before the relaxation, which is never reached for an OC constantly oscillating in the Plane. The difference in shape between NGC 2516 (round core) and both NGC 2287 & NGC 2548 (pronounced prolate shape) can be accounted for a transient phase during the shock. It could also be due to effects of encounters with passing molecular clouds which can reduce, or randomize the orientation of the flattening (see Theuns 1992a, 1992b).

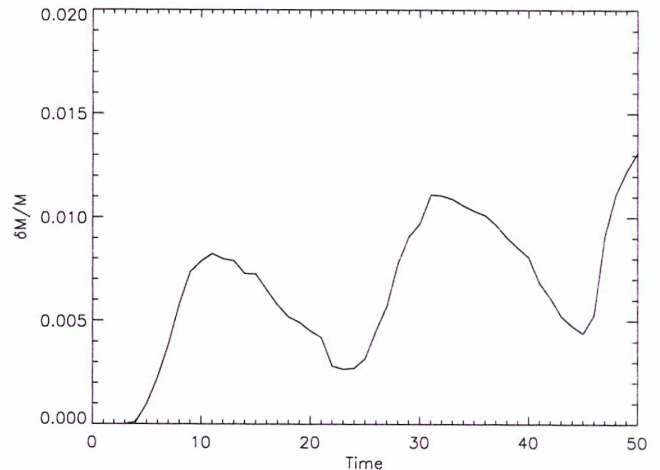
In order to estimate the importance of the disk-shocking in the evolution of the OCs, we have performed  $N$ -body simulations. We used the so-called perturbation particles method (Leeuwijn et al. 1993). To solve the collisionless Boltzmann equation, this technique combines an analytical description of the equilibrium state and a numerical evaluation of the local density perturbation. Indeed perturbation particles are well suited for a collisionless system, and can be used for simulating a disk-shocking because the relaxation time of the cluster is still larger than the crossing time. The simulated cluster is modeled by a Plummer's sphere for which the gravitational potential and the distribution function are known analytically (e.g., Leon 1998).

We stress that our simulations are only aimed at giving an estimation of the mass loss. In particular, we have not included the effect of binarity and mass segregation. Binary stars, primordial or exchanged, seem to be less important for the evolution of rich clusters like those considered in our models (see de la Fuente Marcos 1996) and may be regarded as more massive stars, hence deferring the problem to that of mass segregation.

Furthermore, the perturbation particles method does not take into account the mass segregation process, but



**Fig. 8.**  $Z$  position of the open cluster vs. the time (expressed in  $N$ -body time units) in the perturbation particle simulation.



**Fig. 9.** Mass loss relative to the total mass of the cluster vs. time ( $N$ -body units) in the perturbation particle simulation.

during one crossing this latter will be slow (see Combes et al. 1999). The spatial mass function is certainly different between the core and the outskirts of the cluster (e.g., Raboud & Mermilliod 1998b). However, during a crossing the tidal effects are independent of the stellar masses. As a result, ignoring the mass segregation is not expected to strongly bias the *total* mass of the tidal tail (only the mass function will be different, with an excess of low mass stars).

We have followed an OC starting at 600 pc (see Fig. 8) above the Plane at the solar galactic radius with a total mass of  $1000 M_{\odot}$  and a core radius  $r_c$  of 1 pc. We have chosen such a high- $Z$  cluster to avoid strong gradient at the beginning of the simulation. Old “survivors” like M 67 (Fan et al. 1996) or NGC 188 (Sarajedini et al. 1999) have total masses of this order, and follow such high- $Z$  orbits (see Carraro & Chiosi 1994). Figure 9 shows that the OC mass loss by the disk-shocking is about 1.5% of its total mass in one  $Z$ -oscillation. It can be noticed that some stars are re-bounded to the cluster after the crossing.

Despite the lower intensity of the static  $Z$ -tidal force relative to the radial one, the *time-dependent*  $Z$ -tidal force during the crossing strongly speeds up the destruction of the OC. The global contribution of the disk-shocking can be estimated to be about 10 to 20% for such a high- $Z$  cluster, and likely more for a younger open cluster which experiences stronger  $Z$ -force gradients in the vicinity of the Plane (see above). We can try to relate this mass-loss to the mean life duration of open clusters in the Galaxy.

Using a pre-release of the catalogue of Loktin et al. (2001) available on the *Base des Amas* web database, we show in Fig. 10 the age distribution of the 423 open clusters in their sample. As mentioned above, OCs suffer different destructive processes (disk-shockings, encounters with GMCs, tidal field harassment) which lead to the rapid depletion of the whole population. It appears that the population age, excluding both very young ( $\leq 10^7$  yr)

and very old ( $\geq 1$  Gyr) OCs, can be modeled by an exponential law of the following form (see the fit in Fig. 10):

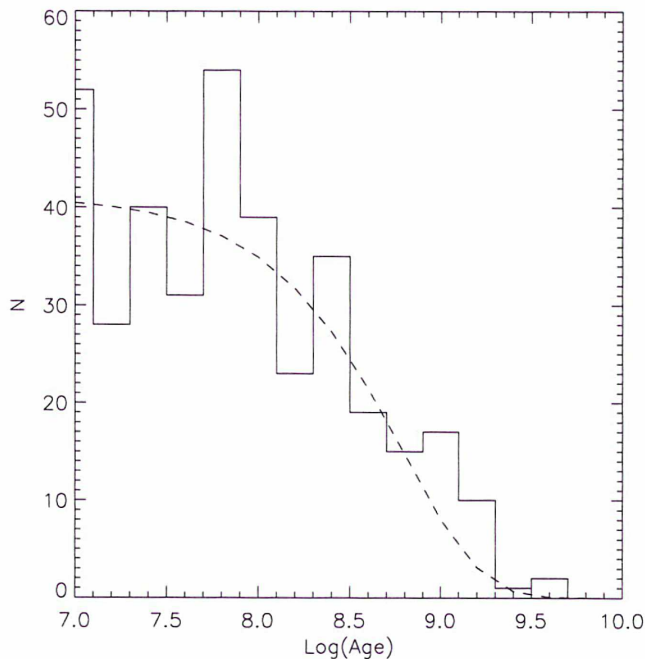
$$N = N_{\star} e^{-\frac{t}{\tau_{\star}}}, \quad (8)$$

where  $\tau_{\star}$  is a time-scale for OCs (primarily in the solar neighbourhood, as catalogues become incomplete for distant clusters) which corresponds to their destruction time-scale. Assuming a constant star-formation rate over the last  $10^9$  years in the solar neighbourhood (e.g., Rocha-Pinto et al. 2000), the OC destruction time-scale is of the order of  $6 \times 10^8$  yr, somewhat superior to previous observational estimates (Lyngå 1982; Janes & Phelps 1994). Selection effects in different Galactic OCs catalogues may explain this small discrepancy. Interestingly, the value of 600 Myr is in good agreement with the OC disintegration time in the field  $\tau_{0.1}$  defined by Kroupa (1995) in its realistic simulations.

As stated before, in the solar neighbourhood, disk shocking seems to be very important in the destruction of OCs. An OC at the solar radius suffers about ten to twenty crossings during this time-scale, which leads to an upper-limit for the mass loss efficiency during one disk-crossing between 5 to 10%. This value is clearly more important than for globular clusters (Leon 1998) which are much more massive and concentrated stellar aggregates.

## 6. Conclusions

We have detected important tidal extensions around 3 bright open clusters using photometric selection on wide-field photographic plates. Density isophotes of cluster probable members go further away from the ordinary limits given for these objects. In two cases (NGC 2287 & NGC 2548) we have observed strong flattening of the cluster that we interpret as a consequence of the disk-shocking. We stress that the adiabatic heating is important for the open cluster evolution, as well as the time varying galactic field. In spite of the weakness of the static



**Fig. 10.** Distribution of the number of OCs vs. the age (Log) from the catalogue of Loktin et al. (2001). The exponential fit, excluding the youngest and the oldest Galactic open clusters, with a time-scale of 612 Myr is overplotted as a dashed line.

Z-tidal force field, the time varying tidal field during the disk-shocking will indeed affect deeply the dynamical evolution of OCs. Its effects, computed with the perturbation particles method, account for about 20% of the mass loss. We also estimate the destruction time-scale of open clusters in the solar neighbourhood to 600 Myr. In the case of NGC 2548, it has been possible to estimate that the last shocking with the Galactic Plane occurred about 30 Myr ago. This value should be confirmed by a complete proper motion and radial velocities study. Advent of super-MOS (e.g. *Flames*) and, at medium-term, GAIA will provide hundreds of  $V_T$  and very accurate proper motions even for low-mass members of known OCs. Moreover, accurate multi-band, deep wide-field CCD photometry of a sample of open clusters will provide much better selection of members, including sub-solar mass stars. The comparison of these new observations with more realistic simulations will be the subject of forthcoming papers.

*Acknowledgements.* Special thanks to R. Chesnel and P. Toupet for plate scanning and pre-reduction. S. L. was supported in part by the Deutsche Forschungsgemeinschaft (DFG) via grant SFB 494, by special funding from the Science Ministry of the Land Nordrhein-Westfalen. We gratefully acknowledge F. Combes and F. Leeuwin for invaluable discussions. Many thanks to O. Bienaymé and Wu et al. for having kindly provided their results before publication. Finally, we are indebted to an anonymous referee for his/her suggestions and comments which helped to improve this paper.

## References

- Amieux, G. 1998, *A&AS*, 76, 305  
 Baumgardt, H. 1998, *A&A*, 340, 402  
 Baumgardt, H., Dettbarn, C., & Wielen, R. 2000, *A&AS*, 146, 251  
 Berger, J., Cordoni, J.-P., Fraingant, A.-M., et al. 1991, *A&AS*, 87, 389  
 Bergond, G., Guibert, J., Leon, S., & Vallenari, A. 2001, in *ASP Conf. Ser. 228, Dynamics of Star clusters and the Milky Way*, ed. S. Deiters, B. Fuchs, A. Just, R. Spurzem, & R. Wielen, 386, in press  
 Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393  
 Bica, E., Santiago, B. X., Dutra, C. M., et al. 2001, *A&A*, 366, 827  
 Bijaoui, A. 1991, in *3rd ESO/ST-ECF Data Analysis Workshop, Garching, The Wavelet Transform*, 3  
 Binney, J., & Tremaine, S. 1987, *Galactic Dynamics* (Princeton University Press)  
 Bruch, A., & Sanders, W. L. 1983, *A&A*, 121, 237  
 de Bruijne, J. H. J., Hoogerwerf, R., & de Zeeuw, P. T. 2001, *A&A*, 367, 111  
 Carraro, G., & Chiosi, C. 1994, *A&A*, 288, 751  
 Chen, B., Vergely, J.-L., Valette, B., & Carraro, G. 1998, *A&A*, 336, 137  
 Claría, J. J. 1985, *A&AS*, 59, 195  
 Combes, F., Leon, S., & Meylan, G. 1999, *A&A*, 352, 149  
 Dachs, J., & Kabus, H. 1989, *A&AS*, 78, 25  
 Eggen, O. J. 1974, *ApJ*, 188, 59  
 Fan, X., Burstein, D., Chen, J.-S., et al. 1996, *AJ*, 112, 628  
 de la Fuente Marcos, R. 1996, *A&A*, 314, 453  
 de la Fuente Marcos, R. 1997, *A&A*, 322, 764  
 de la Fuente Marcos, R. 1998, *A&A*, 333, L27  
 Grillmair, C. J., Freeman, K. C., Irwin, M., & Quinn, P. J. 1995, *AJ*, 109, 2553  
 Harris, G., Fitzgerald, M., Mehta, S., & Reed, B. 1987, *AJ*, 106, 1533  
 Ianna, P. A., Adler, D. S., & Faudree, E. F. 1987, *AJ*, 93, 347  
 Janes, K. A., & Adler, D. S. 1982, *ApJS*, 49, 425  
 Janes, K. A., & Phelps, R. L. 1994, *AJ*, 108, 1773  
 Jeffries, R. D., Thurston, M. R., & Pye, J. P. 1997, *MNRAS*, 287, 350  
 Kroupa, P. 1995, *MNRAS*, 277, 1522  
 Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231  
 van Leeuwen, F. 1983, Ph.D. Dissertation (Sterrenwacht Leiden)  
 Lastennet, E., & Valls-Gabaud, D. 1999, *RMxAA*, 8, 115  
 Leeuwin, F., Combes, F., & Binney, J. 1993, *MNRAS*, 262, 1013  
 Leon, S. 1998, Ph.D. Dissertation, Observatoire de Paris  
 Leon, S., Bergond, G., & Vallenari, A. 1999, *A&A*, 344, 450  
 Leon, S., Meylan, G., & Combes, F. 2000, *A&A*, 359, 907  
 Loktin, A. V., Gerasimenko, T. P., & Malisheva, L. K. 2001, *A&AT*, in press  
 Lyngå, G. 1982, *A&A*, 109, 213  
 Lyngå, G. 1987, *Lund Catalogue of Open Clusters* (5th edition, CDS Strasbourg)  
 Mermilliod, J.-C. 1995, in *Information & On-Line Data in Astronomy*, ed. D. Egret, & M. A. Albrecht (Kluwer Academic Press), 127  
 Meynet, G., Mermilliod, J.-C., & Maeder, A. 1993, *A&AS*, 98, 477  
 Odenkirchen, M., Soubiran, C., & Colin, J. 1998, *NewA*, 3, 583

- Oort, J. H. 1979, *A&A*, 78, 312
- Pandey, A. K., Bhatt, B. C., & Mahra, H. S. 1987, *Ap&SS*, 129, 293
- Pandey, A. K., & Mahra, H. S. 1987, *MNRAS*, 226, 635
- Perryman, M. A. C., Brown, A. G. A., Lebreton, Y., et al. 1998, *A&A*, 331, 81
- Phelps, R. L., & Janes, K. A. 1993, *AJ*, 106, 1870
- Piatti, A. E., Clariá, J. J., & Abadi, M. G. 1995, *AJ*, 110, 2813
- Portegies Zwart, S., McMillan, S. L. W., Hut, P., & Makino, J. 2001, *MNRAS*, 321, 199
- Raboud, D., & Mermilliod, J.-C. 1998, *A&A*, 329, 101
- Raboud, D., & Mermilliod, J.-C. 1998, *A&A*, 333, 897
- Robichon, N., Arenou, F., Mermilliod, J.-C., & Turon, C. 1999, *A&A*, 345, 471
- Rocha-Pinto, H. J., Scalo, J., Maciel, W. J., & Flynn, C. 2000, *A&A*, 358, 869
- Sanner, J., & Geffert, M. 2001, *A&A*, 370, 87
- Sarajedini, A., von Hippel, T., Kozhurina-Platais, V., & Demarque, P. 1999, *AJ*, 118, 2894
- Scalo, J. M. 1998, in *ASP Conf. Ser. 142, The IMF revisited - A case for variations*, ed. G. Gilmore, & D. Howell, 201
- Terlevich, E. 1987, *MNRAS*, 224, 193
- Theuns, T. 1992a, *A&A*, 259, 493
- Theuns, T. 1992b, *A&A*, 259, 503
- Vergely, J.-L., Freire, R., Egret, D., & Bienaymé, O. 2000, *A&A*, submitted
- Wielen, R. 1975, in *Dynamics of stellar systems*, ed. A. Hayli (Dordrecht), 119
- Wielen, R. 1991, in *ASP Conf. Ser. 13, The Formation and Evolution of Star Clusters*, ed. K. Janes, 343
- Wu, Z. Y., Tian, K. P., Balaguer-Núñez, L., et al. 2001, *A&A*, submitted

## 2.5 Amas ouverts vieux

Une définition arbitraire peut être de considérer un amas ouvert comme vieux s’il est plus âgé que les Hyades (c.-à-d.  $> 8 \times 10^8$  ans) ce qui concerne environ 70 objets (Janes & Phelps [1994]). Assez lointains pour la plupart (au-delà d’un à deux kpc), ces objets apparaissent généralement faibles au télescope, leurs membres les plus massifs ayant depuis longtemps évolué ; les CMDs de certains AOs riches et vieux ressemblent d’ailleurs partiellement à ceux d’amas globulaires. Comment ces objets peuvent-ils (sur)vivre aussi longtemps dans un environnement aussi dense, donc destructeur, que le Disque de la Galaxie, puisque le mouvement oscillatoire en  $Z$  d’un AO le conduit fréquemment à traverser le Plan (voir les exemples d’orbites dans Allen & Martos [1988]) ? Les amas ouverts âgés de plus de  $10^9$  ans se trouvent principalement dans le Disque externe. Van den Bergh & McClure [1980] expliquent cela par une moindre probabilité de rencontre avec des nuages moléculaires géants (GMCs), qui conduisent généralement à l’évaporation totale de l’amas (Theuns [1992a], [1992b]). Pourtant,  $\approx 1/3$  de la matière moléculaire paraît se situer au-delà de la distance du Soleil au Centre Galactique,  $R_\odot$ .

Pandey et al. [1990a] proposent une alternative intéressante à l’hypothèse des GMCs : la survie des amas au-delà de  $R_\odot$  serait plutôt due à une IMF plus pentue aux grandes distances  $R > R_\odot$ , fonction de masse qui l’était encore plus il y a quelques  $\approx 10^9$  ans. D’où une surproduction d’amas massifs à cette époque — vu que l’EFS croît avec la pente de l’IMF — éloignés du Centre Galactique, et qui ont perduré dans les zones externes du Disque jusqu’à présent : leurs orbites les conduisent à passer la majorité du temps à des hauteurs  $Z$  relativement élevées où ils sont “protégés”. Ces vieux AOs étaient sans doute si riches que ce qu’il reste de leur masse aujourd’hui est souvent plus importante que celle des amas d’âge intermédiaire. Rappelons le cas exceptionnel de Be 17 qui, avec environ  $10^{10}$  ans (Phelps [1997] estime  $1.2 \times 10^{10}$  ans, valeur revue à la baisse par Carraro et al. [1999b]) devient un objet “cosmologique”, appartenant possiblement au Disque épais. NGC 6791 (Carraro et al. [1999a]) et NGC 188 (e.g. Sarajedini et al. [1999]) sont deux autres exemples bien étudiés d’AOs âgés de plusieurs milliards d’années. Les amas vieux sont censés être relaxés depuis longtemps et devraient donc présenter des signes tangibles de ségrégation de masse, voir par exemple Durgapal & Pandey [2001].

L’étude des AOs vieux est en particulier fondamentale pour appréhender les notions de gradients de métallicité (e.g., Corder & Twarog [2001]). Janes et al. [1988] ont souligné que l’existence d’une dizaine d’amas vieux et externes, de basse métallicité  $[Fe/H] \approx -0.5$  semblait amplifier le gradient radial<sup>3</sup> à plus de  $-0.1$  dex/kpc $|_R$ . Cette valeur s’abaisse à  $-0.07$  dex/kpc $|_R$  lorsque l’on regarde uniquement les amas jeunes, comme confirmé par Piatti et al. [1995]. Leur étude montrerait en outre un gradient vertical (i.e. selon la hauteur au dessus du Plan Galactique  $Z$ ) encore plus marqué, avec  $-0.34$  dex/kpc $|_Z$ . En tenant compte des incertitudes (voir Friel & Janes [1993]), un gradient radial global de  $\simeq -0.09$  dex/kpc $|_R$  apparaît cependant, comme pour d’autres objets du Disque, *indépendant* de l’âge des AOs considérés : sa persistance indiquerait un apport de matière externe au cours de l’évolution du Disque, vraisemblablement pauvre en métaux (e.g. “chute” de galaxies naines), qui se diluerait dans la Galaxie (Janes & Phelps [1994]).

Peut-être liés aux amas globulaires, les plus vieux AOs peuvent ainsi fournir des indices sur l’évolution de la Galaxie, et contraindre l’âge *minimal* du Disque autour de  $10^{10}$  ans. Carraro et al. [1999a] soulignent quand même que l’utilisation des naines blanches est sans doute mieux adaptée que les plus vieux AOs pour déduire l’âge réel du Disque.

<sup>3</sup>Plusieurs AOs situés à grand  $R$  sont en effet déficitaires en métaux (cas de Be 21, Tosi et al. [1998]). Le très vieil AO NGC 6791 avec  $10^{10}$  ans (voir aussi Kafuzny [1990]) mais une métallicité quasi-solaire offre un excellent contre-exemple. En fait, il n’y a pas de corrélation claire entre âge et  $[Fe/H]$  des AOs Galactiques.

## 2.6 Étude structurale d'amas ouverts vieux : effet de compression

Avec des âges largement supérieurs à leur temps de relaxation, les AOs plus vieux que le milliard d'années sont dynamiquement évolués et doivent notamment présenter dans leur structure spatiale individuelle les signatures de la relaxation et des effets de marée. Nous avons donc poursuivi l'étude structurale des amas ouverts sur quelques objets plus vieux, et plus lointains. Cette recherche nécessitait des observations plus profondes que les données photographiques, qui ont conduit à l'utilisation d'images grand champ obtenues par des caméras mosaïques de CCDs. Grâce à des données ESO, la détection d'effets de marée a ainsi été étendue à trois amas ouverts vieux : M67, NGC 2477 et NGC 2506.

### 2.6.1 Relevé stellaire *Pre-Flames*

Afin de préparer aux observations spectroscopiques avec l'instrument multi-fibres *Flames* (voir <http://giraobs.obspm.fr/>), qui doit être installé sur l'unité 2 du VLT au printemps 2002, l'ESO a entrepris un programme d'imagerie dans les bandes *BVI* avec la caméra mosaïque de CCDs *Wide Field Imager (WFI)* dans la suite), installée au foyer du télescope de 2,2 mètres de La Silla. Un vaste échantillon d'amas stellaires Galactiques a été observé ; l'équipe de l'*ESO Imaging Survey (EIS)* est chargée de la réduction des données et de la publication des catalogues résultants, calibrés sur les aspects astrométriques et photométriques. Consulter les pages <http://www.eso.org/eis> pour plus de détails. Le grand champ de  $33' \times 32'$  offert par la caméra *WFI* est bien adapté au spectrographe *Giraffe* qui permettra de placer 130 fibres sur un champ de  $24'$  de<sup>4</sup> diamètre (foyer Nasmyth du VLT). L'imagerie préalable est nécessaire pour déterminer précisément — à  $0''.2$  près — la position des sources dont on souhaite intégrer le spectre, cela afin de limiter les pertes de lumière (chaque fibre ne faisant que  $1''.2$  de diamètre).

Malgré des données présentant entre autres des problèmes au niveau de l'uniformisation du niveau de ciel ("*flat-fielding*", voir la seule FIG. 2.18), on a pu utiliser avec intérêt les tous premiers catalogues publics fournis par l'ESO-EIS. Les images *WFI* individuelles et co-additionnées, réduites, ainsi que les catalogues calibrés des sources mises en correspondance entre les bandes *B* et *V* des objets M67, Berkeley 20, NGC 2477, et NGC 2506 sont livrés sur cartouche DLT. L'article récent de Momany et al. [2001] décrit les procédures adoptées pour la première publication de données. Les champs étant souvent encombrés, c'est le logiciel *DAOPHOT* (Stetson [1987], [1992]) qui a été utilisé pour l'extraction des sources. Les catalogues *I* ne sont pas encore disponibles car les images dans ce filtre présentent de fortes franges d'interférence, qu'il est difficile de soustraire.

On peut remarquer que les catalogues  $B \cap V$  fournis par l'EIS incluent également des sources de magnitude indéterminée dans l'une des deux couleurs (le tiers environ des sources ont ainsi une magnitude 99 dans le catalogue corrélé), que l'on exclura d'office pour cette étude. Exemple : sur les 4290 sources initiales du catalogue *BV* de M67, seules 2985 seront conservées dans le catalogue sur lequel sera basé toute l'analyse suivante. Notez que l'ensemble des diagrammes présentés dans cette section sont déjà calibrés, mais avec un problème de point-zéro non négligeable, de l'ordre de 0.07 mag. par rapport à d'autres études. Toutes les sources dont la brillance est connue à mieux que 0.1 magnitude près (l'erreur photométrique estimée par *DAOPHOT*, ex. FIG. 2.7) ont été conservées.

<sup>4</sup>Un problème de conception du correcteur qui vient tout juste d'être décelé (Hammer, communication privée) risque de limiter le champ utilisable à un cercle de  $\simeq 18'$ , du moins pour la 1<sup>re</sup> période d'observations.

## M67 (NGC 2682)

De part sa proximité et sa richesse (au moins un millier de  $M_{\odot}$  à seulement 900 pc), cet amas d'étoiles de type solaire est une cible privilégiée. Son positionnement à haute-latitude Galactique et dans la zone équatoriale en font l'amas âgé standard. Les études les plus complètes sont celles de Montgomery et al. [1993] et de Fan et al. [1996] pour une étude grand champ en bandes intermédiaires. Chupina & Vereshchagin [1998] ont étudié les regroupements locaux ("clumps") de membres dans la couronne de M67. Le champ limité à un seul pointage du télescope empêche la comparaison avec leur travail. En fait on n'atteint pas le rayon de marée estimé à  $r_t \approx 40'$ , aussi il s'agira ici d'étudier la distribution spatiale des membres relativement internes de l'amas. On montre en FIG. 2.6 une image de l'objet en bande  $B$ , et en FIG. 2.7 le diagramme couleur-magnitude pour les  $\sim 3000$  sources environ extraites en  $B \cap V$  dans tout le champ (voir aussi la FIG. 2.8).

Résultats : dans le CMD des 226 sources situées à moins de  $4'$  du centre donné de l'amas, dont on s'est servi pour la sélection des membres par analyse en rapport S/B, la zone du coude ("turn-off") est déjà très représentée, mais il y a aussi malgré la faible densité de la zone (l'amas étant à  $b \sim +32^\circ$ ) des étoiles de champ — ou possiblement, quelques naines blanches. Sur le CMD global (FIG. 2.7), les étoiles plus brillantes que le bas de la RGB sont saturées, et on ne voit aussi que les quelques *blue stragglers* proches du coude. La séquence des binaires surmontant la séquence principale se distingue.

On remarque également un "trou" dans le haut de la séquence principale de M67 correspondant à des étoiles de  $M_V \simeq 3$ , juste sous le coude (voir aussi Fan et al. [1996]), attribuable à la phase rapide de combustion de l'hydrogène dans le cœur, ainsi qu'un changement brutal de pente au-delà de  $B \simeq 20$ , correspondant à  $B - V > 1.5$ . La distribution spatiale de ces  $\sim 900$  sources très rouges ne présente aucune concentration marquée (FIG. 2.9, à droite). Il s'agit vraisemblablement d'étoiles de champ ou plutôt de galaxies.

On a donc sélectionné les membres après comparaison du CMD des sources à moins de  $4'$  du centre de Messier 67 avec le CMD d'un anneau de "champ", s'étendant de  $12'$  à  $14'$ . Le seuil choisi sur le S/B CMD retient 685 étoiles comme membres probables de l'AO, dans une zone (masque) correspondant au haut de la séquence principale  $B \lesssim 17.5$ . Il ne faut pas oublier de considérer que le champ de  $\sim \frac{1}{4} \square^\circ$  de la caméra *WFI* n'atteint pas le rayon de marée  $r_t$  de l'amas. D'où un comptage de sources relativement limité. Dans la FIG. 2.10 on observe pourtant bien une forme compressée de l'amas selon  $Z$  qui est prévue par la théorie et se retrouve dans les simulations (voir notamment Terlevich [1987]).

Sur les membres probables de l'amas ouvert, une légère ségrégation de masse paraît exister quand on divise simplement en deux sous-catalogues les sources choisies (voir FIG. 2.11). Ainsi, les 300 étoiles sélectionnées comme membres ayant  $B < 15$  paraissent sensiblement plus concentrées (malgré la limitation du champ précédemment soulignée) que les autres trois cents sources dont  $B > 15.5$ . Le nombre relativement faible de sources par intervalle de magnitude rend cependant délicate une confirmation définitive. Avec un âge de  $5 \times 10^9$  ans environ, c.-à-d. 50 fois le temps de relaxation calculé par Mathieu & Latham [1988], M67 est en tout état de cause un système dynamiquement bien évolué.

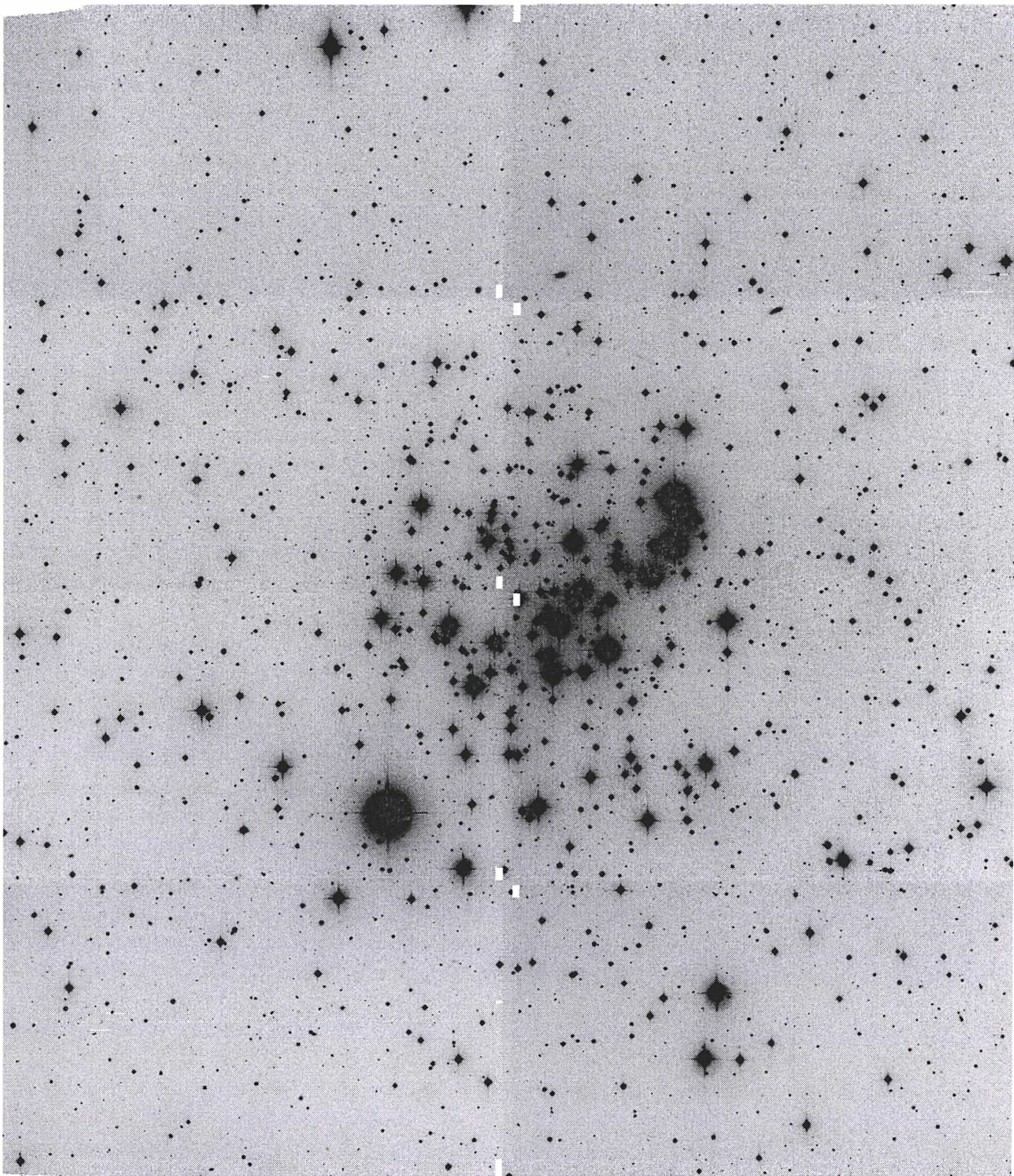


FIG. 2.6 – Image du relevé ESO *Pre-Flames* de M67 prise avec la caméra *WFI*, par coaddition de 2 intégrations de 240 s en bande *B*. Deux poses décalées en ascension droite *et* déclinaison n'étant pas suffisantes pour recouvrir complètement les vides entre les CCDs de la mosaïque, il subsiste quelques petites zones non exposées, sans conséquence pour notre analyse. Sur cette image *WFI* (et les autres), le Nord est vers la gauche, l'Est en bas.

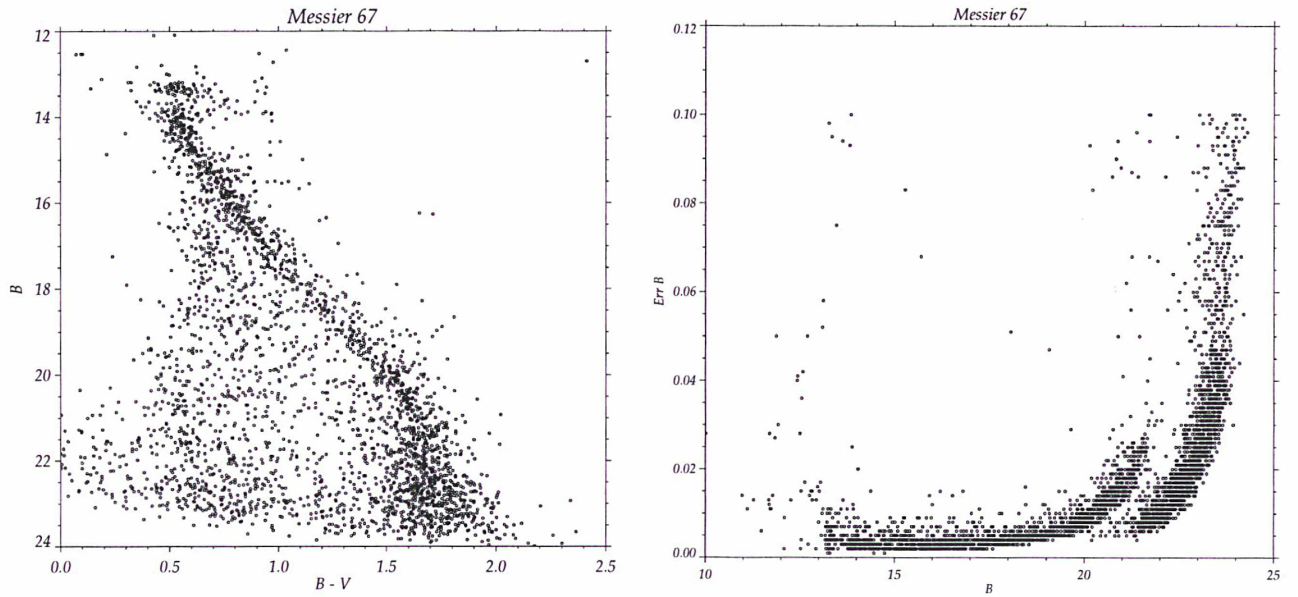


FIG. 2.7 – **Gauche** : diagramme couleur–magnitude  $B - V, B$  de tout le champ sur M67. **Droite** : erreur photométrique associée (coupure à  $< 0.1$  mag), calculée par *DAOphot*. Notez la franche discontinuité vers  $B \simeq 21$  correspondant sans doute à la “jointure” des catalogues de la pose courte de 30 s *SHALLOW* et de la coaddition des deux poses *DEEP* plus profondes. On peut aussi remarquer les erreurs fortes de quelques sources saturées (pour information, voir justement les remarques de Gilliland [1997] concernant la photométrie, avec le télescope spatial Hubble *HST*, d'étoiles surexposées dans M67).

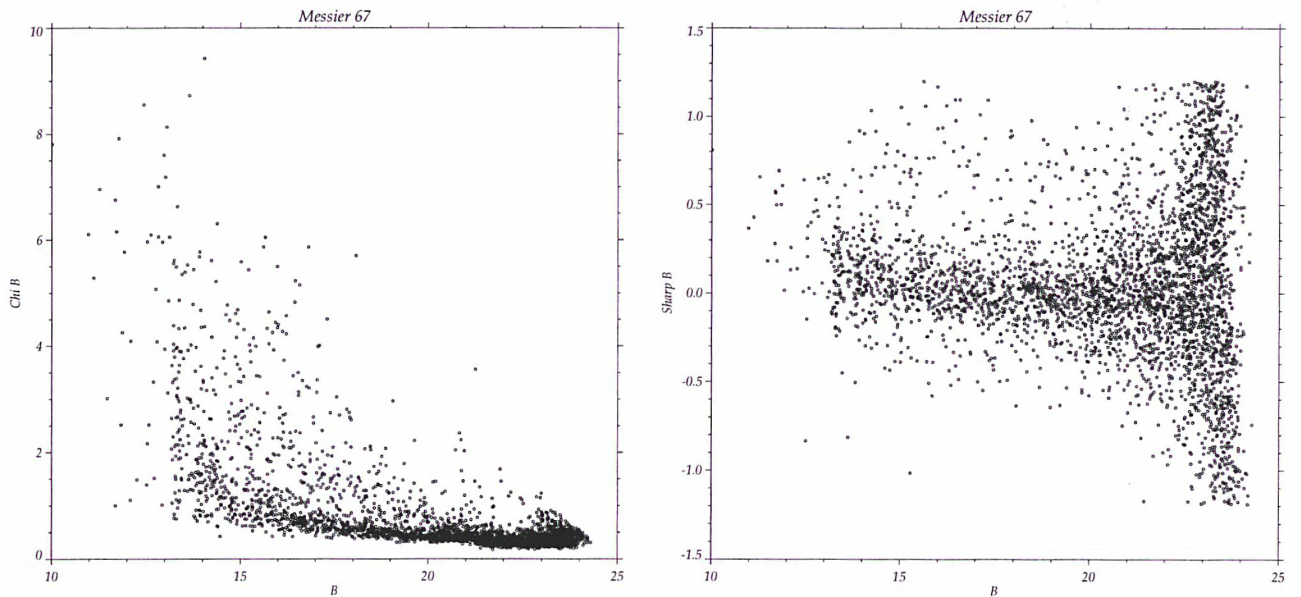


FIG. 2.8 – Catalogue bande  $B$  sur M67 : paramètres *Chi* (à gauche) et *Sharpness* (à droite avec une troncature aux valeurs  $|Sharp| < 1.2$ ), correspondant à la qualité de l'ajustement de la fonction d'appareil par *DAOphot* (ou “PSF fitting”) et à la ponctualité des sources.

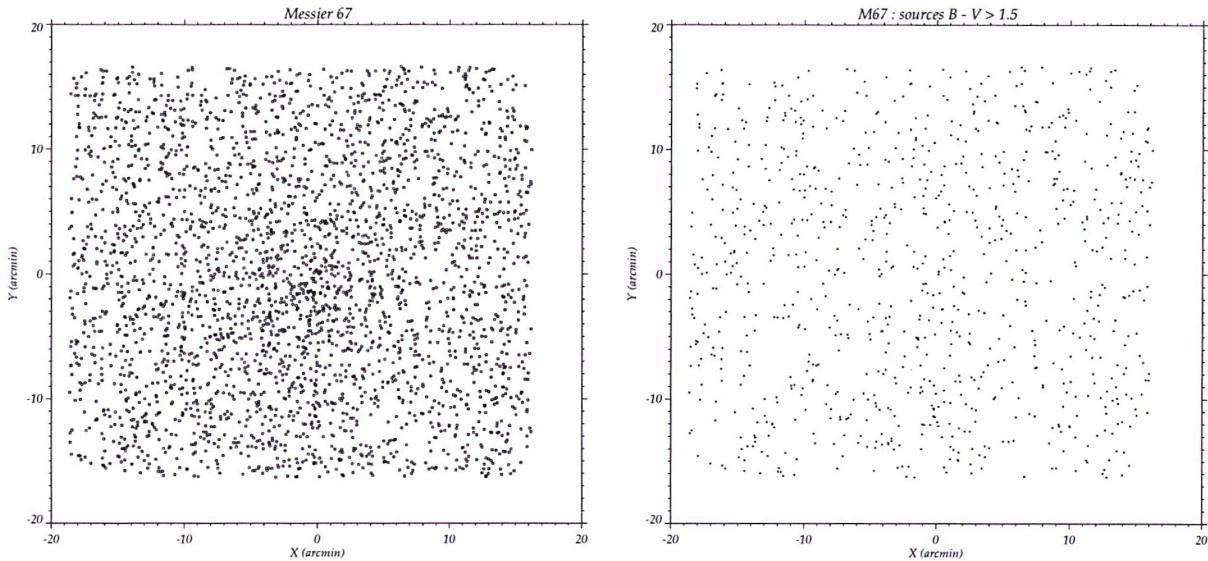


FIG. 2.9 – Distribution spatiale sur l’ensemble du champ de Messier 67, toutes sources  $BV$  confondues (à gauche), et pour les sources très rouges ayant  $B - V > 1.5$  (à droite). Le centre du champ  $(X, Y) = (0, 0)$  correspond aux coordonnées  $J2000.0$  de l’amas :  $(08h51m18s, +11^{\circ}50')$ . Les échelles en abscisse et en ordonnée sont en minutes d’arc. Dans toute la suite, l’axe des  $X$  marquera la direction Est ( $X < 0$ ) – Ouest, et  $Y < 0$  le Sud.

*Prospective* : des observations photométriques multi-bandes et à plus grand champ de cet objet sont nécessaires pour au moins atteindre  $r_t$ ; la déclinaison de  $\delta = +12^{\circ}$  de Messier 67 en fait une cible de choix pour une observation au zénith avec *MEGACAM*. Cela permettrait enfin une comparaison aux travaux de Chupina & Vereshchagin [1998] sur la couronne de membres évaporés de cet AO. Les nouveaux membres sélectionnés selon leur couleur devront être confirmés par les vitesses radiales fournies par *Giraffe*.

### NGC 2477

La première étude complète remonte à Hartwick et al. [1972]. Pour une approche générale de l’amas, on consultera Kassis et al. [1997] qui donnent un âge proche de  $10^9$  ans, ou bien Galàz et al. [1996] pour la détermination de la fonction de masse<sup>5</sup>. L’objet est assez fortement concentré (voir FIG. 2.12) et sa masse attendrait les  $4400 M_{\odot}$  d’après Lohmann [1979], importante pour un amas ouvert. Cet AO riche est malheureusement situé à basse latitude Galactique, dans un champ dense (FIG. 2.13) où l’extinction est variable. On peut ainsi remarquer un élargissement de la séquence principale de NGC 2477 près du coude dans le CMD, fortement pollué par les étoiles de champ au-delà de  $B \sim 20$ .

Les résultats de l’étude de la structure de NGC 2477 sont montrés en FIG. 2.14. On voit que comme pour M67, l’AO est compressé selon  $Z$ , même si la pollution forte dans le comptage demanderait confirmation. La restriction au 713 membres probables plus brillants que  $B = 19$  (qui devrait limiter la pollution) dans le masque de 1457 objets sélectionnés ne change cependant pas la structure générale de NGC 2477. L’utilisation de la troisième bande  $I$  permettrait une meilleure sélection des membres en limitant les effets d’absorption différentielle, qui existe comme on l’a souligné sur le champ de l’amas.

<sup>5</sup>Consulter von Hippel et al. [1996] pour une étude profonde au *HST* de la fonction de luminosité de NGC 2477 qui semble présenter un plateau en allant vers les membres de masse faible (jusqu’à  $M \sim 0.2 M_{\odot}$ ).

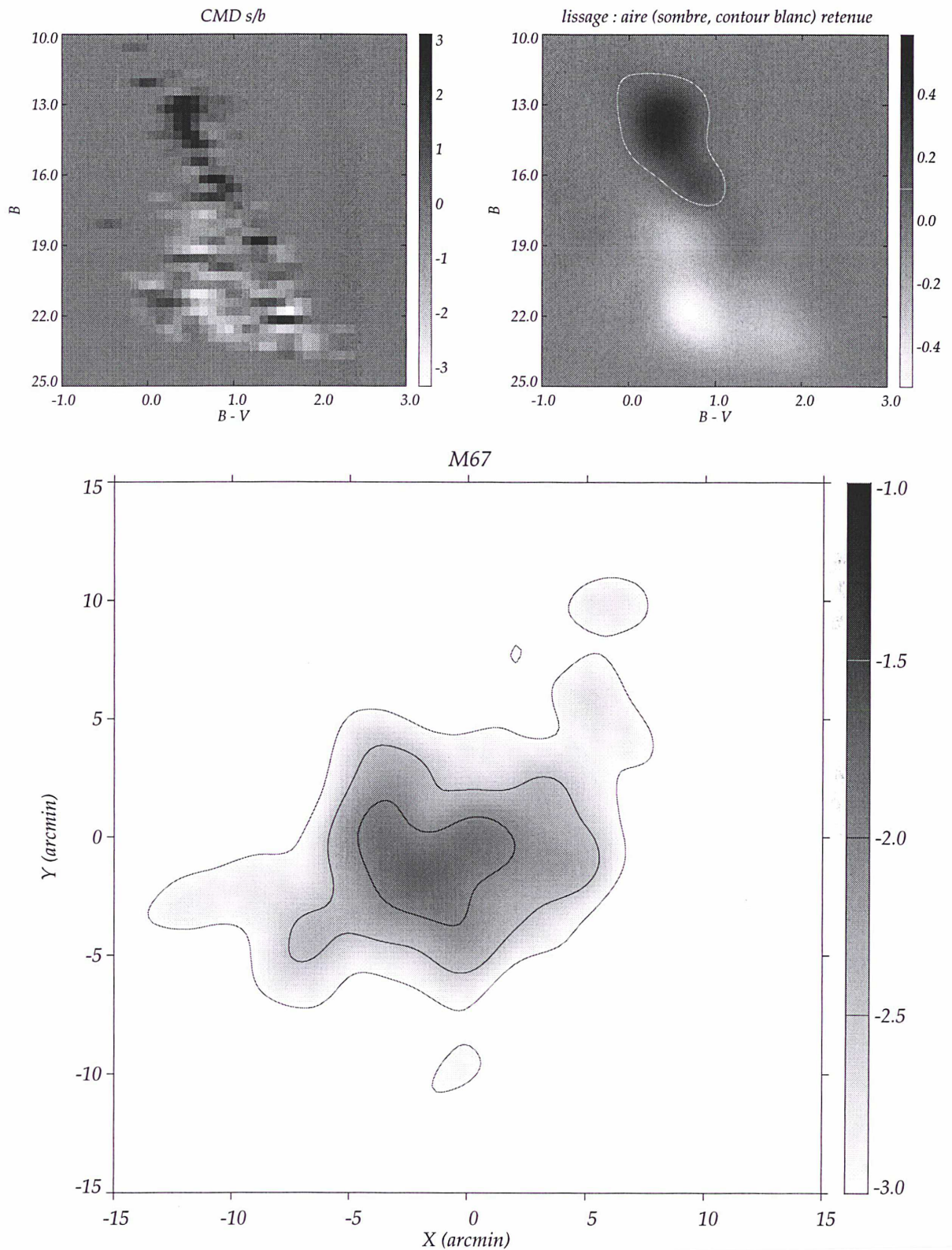


FIG. 2.10 – **Haut** : analyse en rapport signal sur bruit du CMD de M67, à gauche sur une grille de  $40 \times 40$  cellules, à droite après lissage par une gaussienne adaptée aux erreurs photométriques; le masque du CMD finalement utilisé pour isoler les membres probables de l'amas correspond à la zone sombre (intérieur du contour blanc). **Bas** : densité spatiale après lissage par ondelettes (addition de plusieurs plans) des 685 membres probables de M67 sélectionnés dans le masque du CMD. On note une nette compression de l'amas presque parallèlement au Plan Galactique (i.e. la diagonale SE-NO du champ).

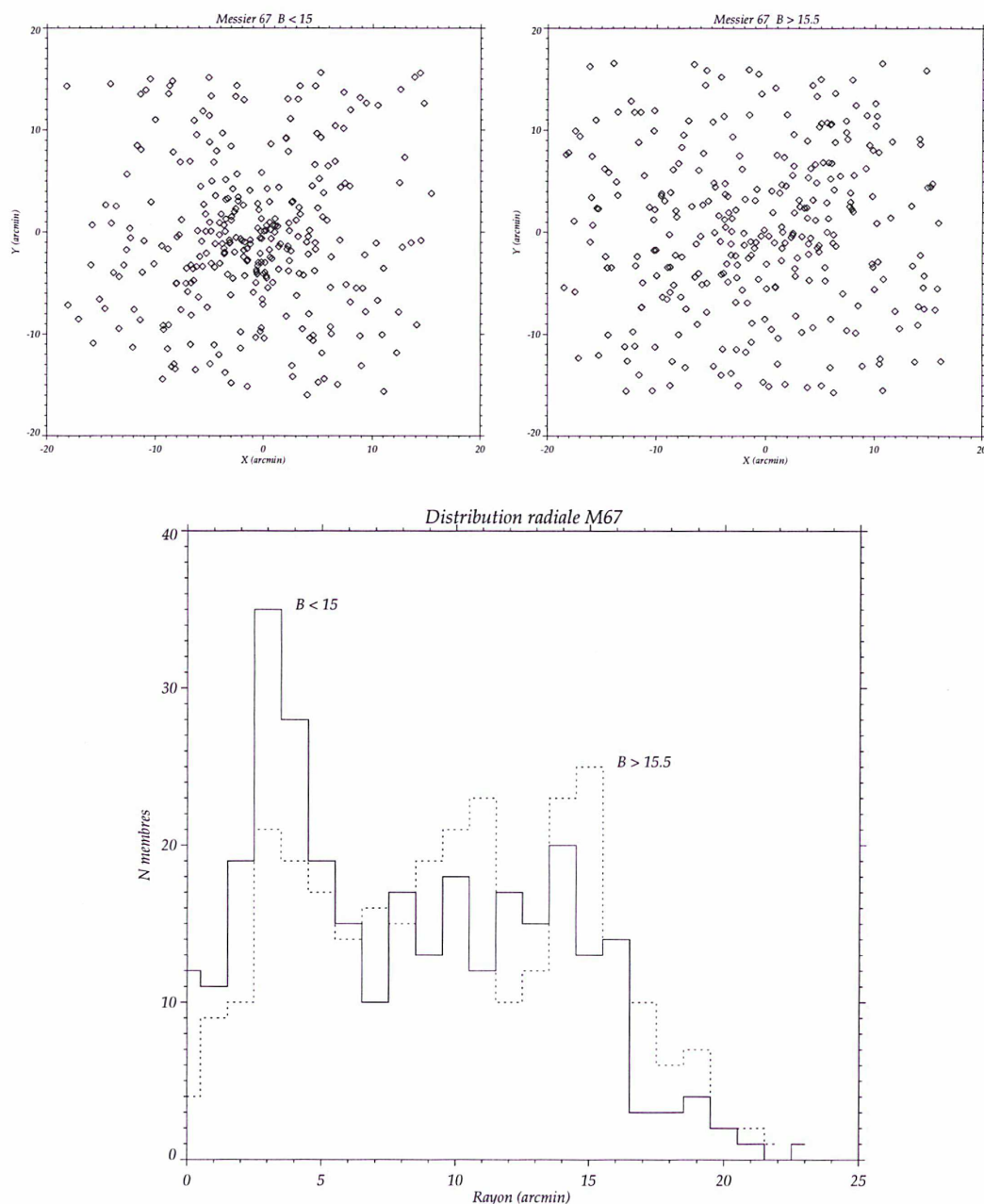


FIG. 2.11 – **En haut** : à gauche, distribution spatiale relativement concentrée des quelque 300 membres probables de M67 plus brillants que la magnitude  $B = 15$ . À droite, la distribution spatiale de trois cents membres plus faibles que  $B \geq 15.5$  est plus diffuse. **En bas** est représenté le profil radial de deux sous-groupes de membres : les 300 étoiles probables de l'amas plus brillantes que  $B \leq 15$  apparaissent légèrement plus concentrées que la même quantité de membres plus faibles que  $B \geq 15.5$ . Le fort déclin à  $r \simeq 16'$  correspond aux bords de l'image sommée. Il faudrait aller plus loin (le rayon de marée approchant le degré) pour confirmer la ségrégation de masse. Le creux relatif à proximité du centre correspond par contre clairement à quelques membres brillants qui perturbent le comptage à leur proximité (une saturation forte créant des halos stellaires importants).

## NGC 2506

La FIG. 2.15 montre l'image de NGC 2506 réalisée par addition de deux poses en  $B$  décalées. NGC 2506 a une métallicité  $[Fe/H] \simeq -0.5$  (Friel & Janes [1993]) et serait âgé de  $2-4 \cdot 10^9$  ans environ (par exemple, Marconi et al. [1997]). Le comptage de toutes les sources ainsi que le CMD pour le champ sont visibles FIG. 2.16; la zone est riche ( $b = +10^\circ$ ) mais peu absorbée. La distribution des membres sélectionnés de NGC 2506 (FIG. 2.17) est sphérique, l'objet ne présente en fait pas de signe tangible de compression.

*Prospective* : il serait intéressant d'effectuer le suivi spectroscopique de NGC 2506 avec *Giraffe*, afin d'obtenir une multitude de vitesses radiales précises pour des dizaines de membres. Ces observations pourront être réalisées avec des poses relativement courtes, où la centaine de fibres seraient pleinement utilisées. Certains amas semblent montrer un cœur isotrope tandis que les orbites dans les zones externes seraient préférablement radiales, tels M11 (McNamara & Sanders [1977]) ou NGC 2516 (Sagar & Bhatt [1989]), il paraît judicieux de rechercher de tels effets dans la répartition sphérique de NGC 2506.

## Berkeley 20

Avec une distance au Soleil dépassant  $d \sim 8$  kpc, l'amas Berkeley 20 apparaît composé de membres faibles ( $V > 18$ , voir FIG. 2.18). Il présente la remarquable particularité d'être situé à plus de 2.5 kpc sous le Plan Galactique (MacMinn et al. [1994]), ce qui en fait l'amas "ouvert" à plus grand  $Z$  connu. Ce positionnement très en dehors du système aplati des AOs rend même hasardeux d'affirmer son appartenance au Disque. Considérant sa faible métallicité ( $[Fe/H] \sim -0.75$ , voir table 1 de la revue complète de Friel [1995]) et la position isolée (éventuellement liée au gauchissement ou "warp" du Disque), peut-être pourrait-il s'agir d'un amas globulaire dans le stade final de dissolution. Durgapal et al. [2001] ont d'ailleurs détecté une trace de branche horizontale dans le CMD de l'objet.

Les coupures sur les deux paramètres de *DAOphot* de qualité de l'ajustement de la PSF et de ponctualité des sources (à savoir les conditions  $Chi < 1.2$  et  $|Sharpness| < 1.2$ ) qui sont indiquées par Momany et al. [2001] ne semblent pas avoir été respectées pour le CMD de Berkeley 20, visible FIG. 2.19. Une étude photométrique au VLT (*FORS*) de l'objet serait souhaitable, cet AO ne nécessitant pas un champ aussi large que celui de la caméra *WFI* mais plutôt une imagerie très profonde. Le suivi spectroscopique, en une seule intégration, avec *Giraffe* de l'ensemble des quelques dizaines de membres visibles de l'amas risque d'être un peu plus délicat. Le champ couvert par l'AO est en effet restreint, et il faut considérer l'écartement minimal des fibres en mode *MEDUSE* (c.-à-d. en spectroscopie multi-objets, une fibre étant placée sur chaque membre probable) de plus de  $10''$ , ainsi que les magnitudes relativement faibles des membres — plus la perturbation par quelques brillantes étoiles du champ. L'utilisation des 130 fibres de *Giraffe* ne sera donc sans doute pas optimale sur ce genre d'objet. L'obtention de spectres à haute résolution (lien *Flames-UVES*) pour les quelques géantes rouges de l'amas paraîtrait par contre prioritaire pour mieux connaître cet objet aux propriétés exceptionnelles.

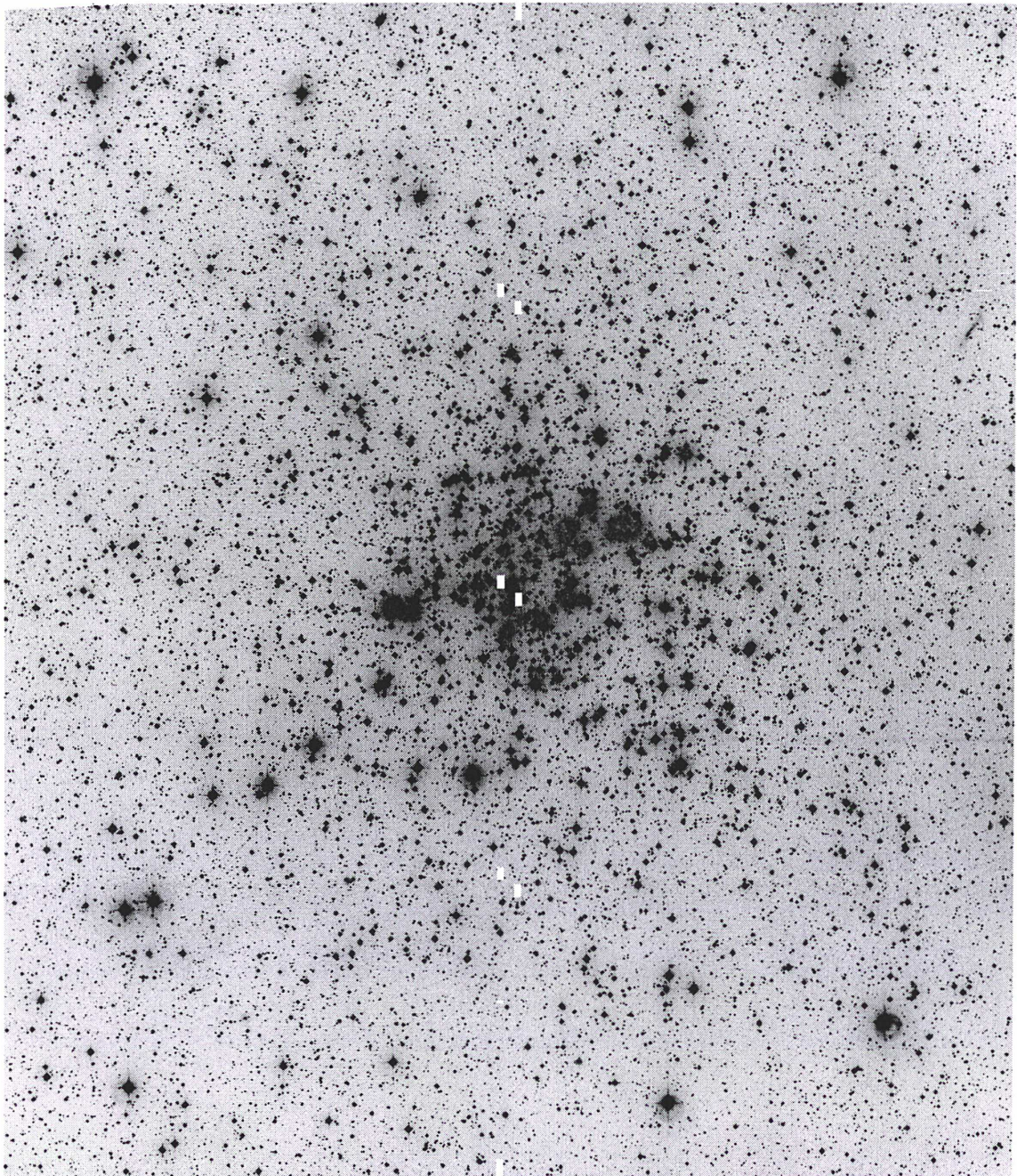


FIG. 2.12 – Addition de deux poses de 240 s en bande *B* avec la caméra *WFI*, sur le champ de l'AO NGC 2477. Les différences de niveau de ciel entre les deux intégrations sont négligeables ici, on ne remarque par conséquent pas de "discontinuité" entre les huit CCDs du récepteur mosaïqué. Sur l'image, le Nord est vers la gauche et l'Est vers le bas.

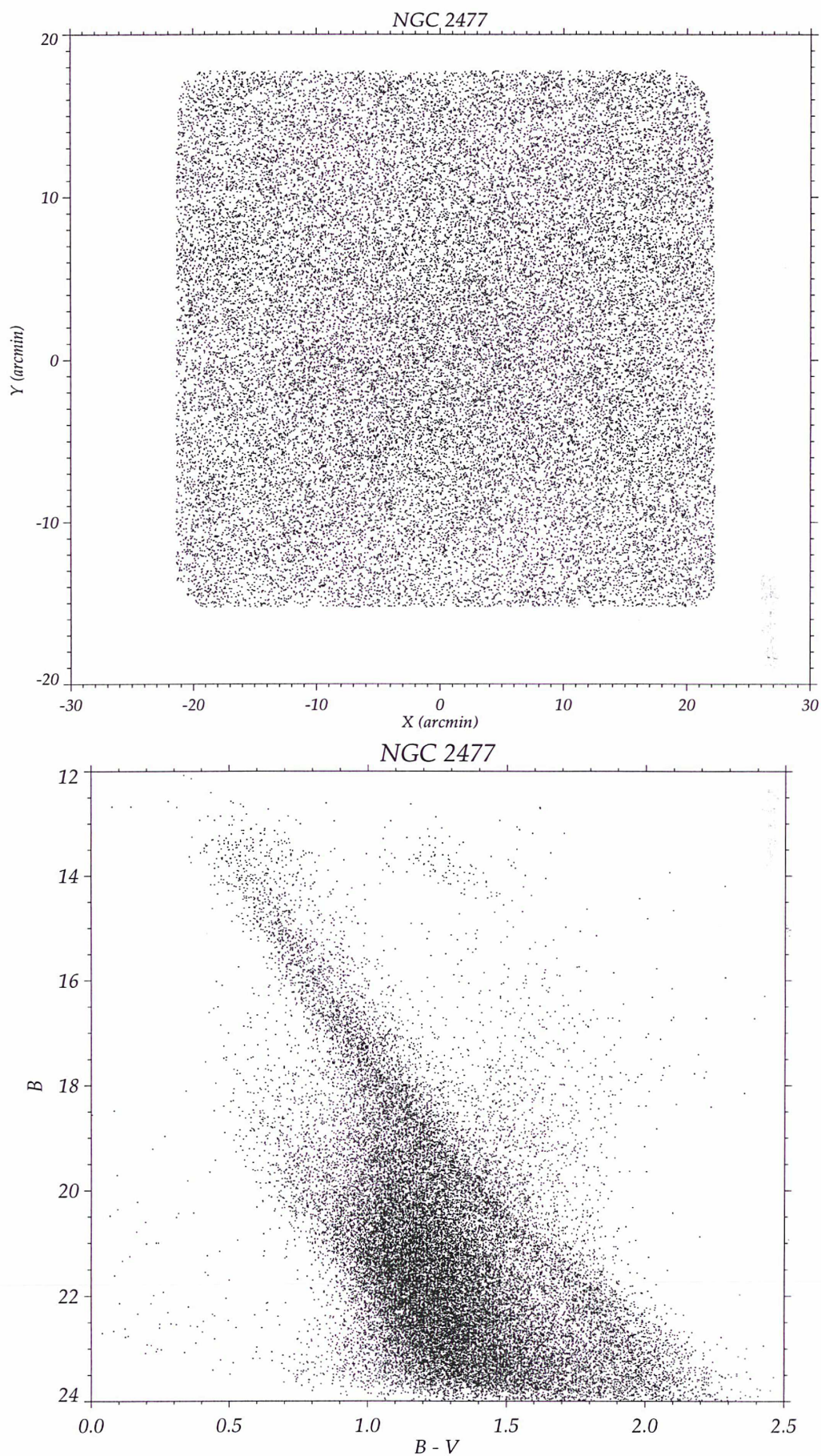


FIG. 2.13 – Comptage brut des sources détectées autour de NGC 2477. L'amas apparaît totalement noyé dans un champ très dense dont le CMD global est présenté au-dessous.

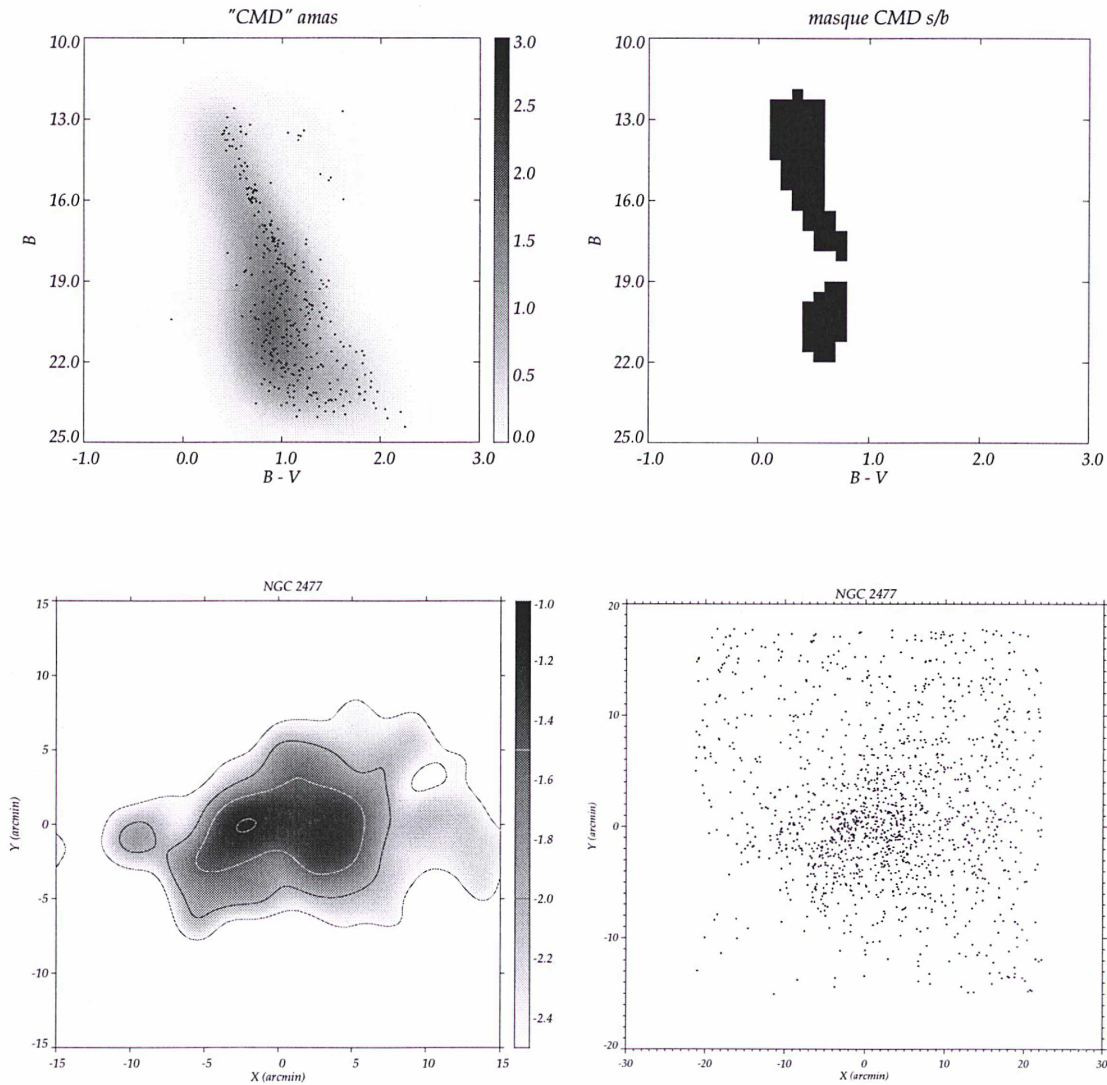


FIG. 2.14 – **Haut** : à gauche, le diagramme couleur–magnitude  $B - V, B$  des  $\simeq 350$  sources situées à moins de  $2'$  du centre donné pour l'amas ouvert NGC 2477 ( $07^{\text{h}}52^{\text{m}}18^{\text{s}}, -38^{\circ}33'00''$  en  $J2000.0$ ). À droite, masque de sélection retenant 1457 membres probables sur un total initial de près de 33 000 objets. Le morceau inférieur (incluant les sources de magnitude  $B < 19$ ) contient probablement beaucoup d'étoiles du champ, mais la pollution à ces latitudes  $b \simeq -5^{\circ}$  est impossible à éliminer totalement. **Bas** : à gauche, distribution spatiale des membres probables de l'AO après lissage par ondelettes du comptage en  $128 \times 128$  cellules (à droite). Notez le net gradient dû vraisemblablement à l'extinction variable dans le champ, où il y a une forte absorption dans la partie sud-est. Comme pour M67, un allongement de l'amas selon une direction proche du Plan (diagonale SE–NO du champ) est visible. Le Nord est vers le haut, l'Est à gauche.

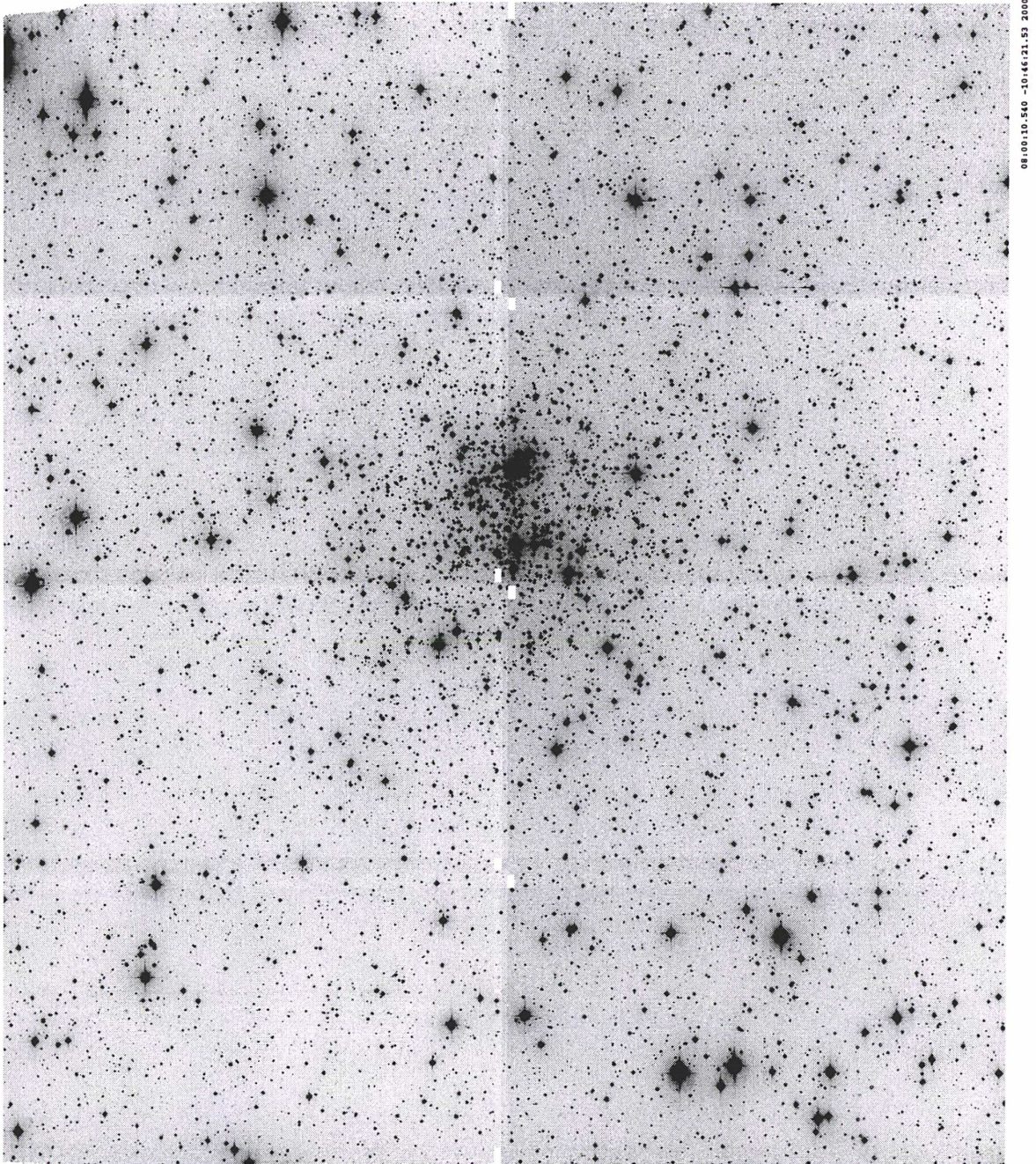


FIG. 2.15 – Addition des 2 poses en bande *B* de 240 s sur l'amas ouvert vieux NGC 2506, décalées afin de recouvrir les interstices entre les CCDs, avec la caméra mosaïque *WFI*. Sur l'image, le Nord est vers la gauche, l'Est en bas.

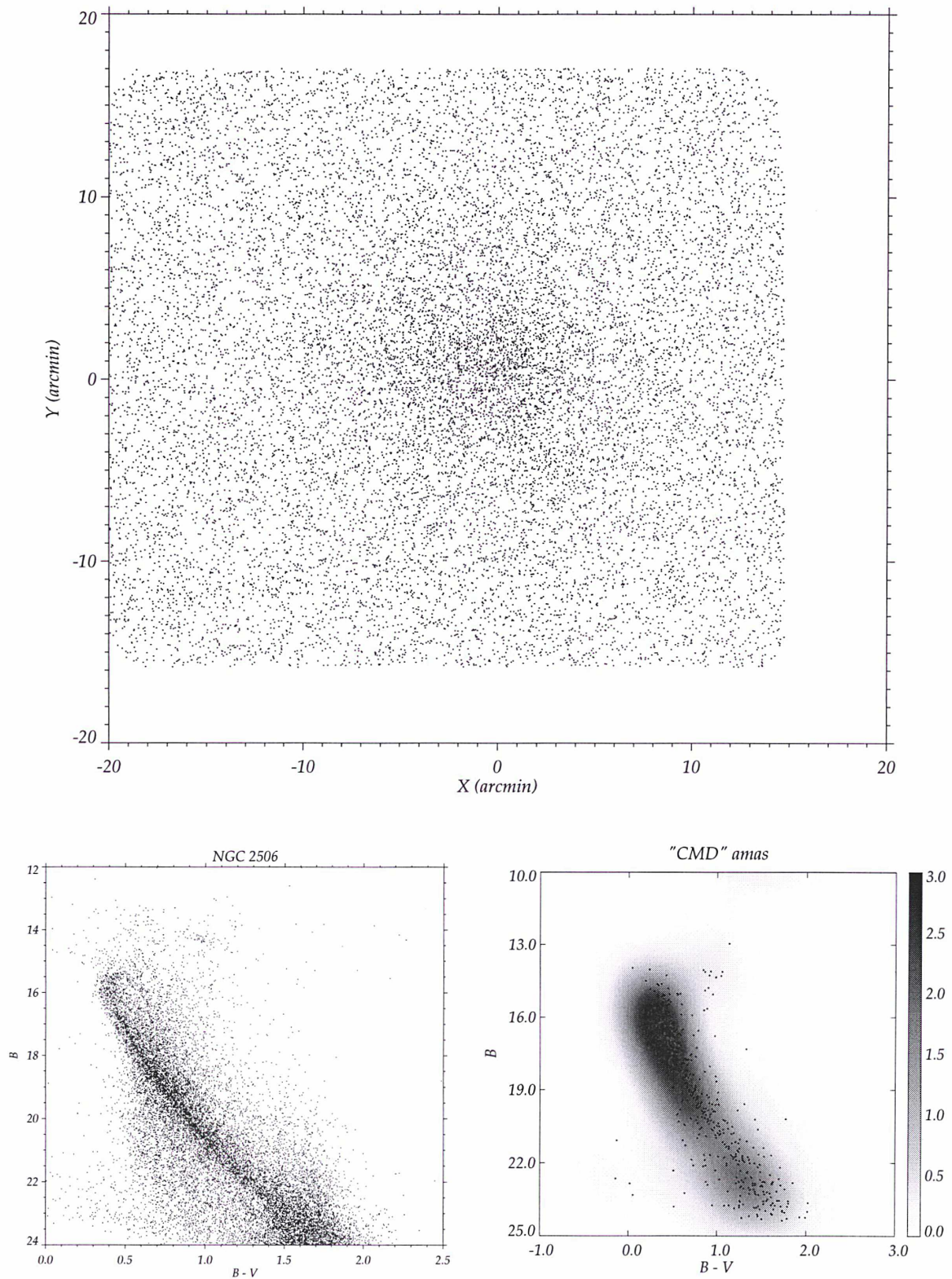


FIG. 2.16 – **En haut** : comptage brut des sources sur le champ *WFI* de NGC 2506. Le CMD de tout le champ est montré en bas à gauche, ainsi que celui limité dans un rayon de 3' autour de l'AO (à droite, densité lissée du CMD en grisé). Le point  $(X,Y) = (0,0)$  correspond au centre de l'amas ouvert, situé exactement à  $\alpha_{J2000.0} = 8^{\text{h}}$ ,  $\delta_{J2000.0} = -10^{\circ}47'$ .

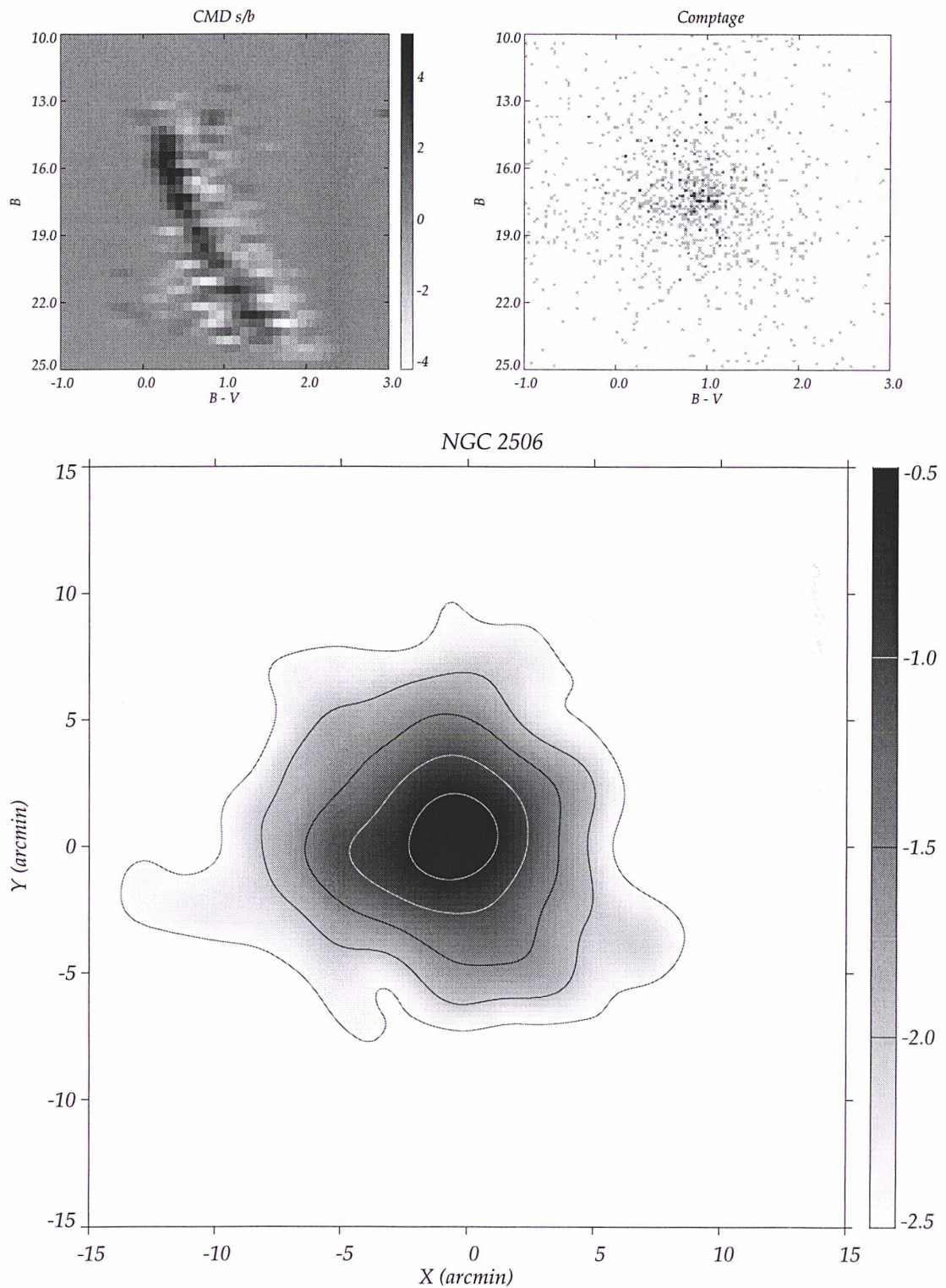


FIG. 2.17 – **Haut (gauche)** : S/B de l'amas NGC 2506 par rapport au champ dans le diagramme couleur-magnitude subdivisé en 160 cellules. **Haut (droite)** : comptage des 1399 membres sélectionnés (sur 16300 sources originales) en divisant le champ en  $128 \times 128$  régions. **En bas** : densité de l'AO lissée par ondelettes. il n'y a pas de signe net d'aplatissement ni de queue de marée, les isophotes respectant une géométrie quasi-circulaire.

### 2.6.2 Conclusion sur les amas ouverts vieux

Les données CCD “grand” champ que nous avons traitées jusqu’à présent n’apportent en fait des informations que sur la structure des zones plutôt internes des amas observés, à savoir la compression selon  $Z$  dans le cas de M67 et de NCG 2477. NGC 2506 présente des isophotes parfaitement ronds, et l’image de Berkeley 20 n’avait pas la qualité suffisante pour une analyse structurale. Il faudrait utiliser des images à plus grand champ pour pouvoir détecter d’éventuelles queues de marée. *MEGACAM* et  $\Omega$ *Cam* (la caméra mosaïque du futur *VLT Survey Telescope*) permettront un progrès sensible en quadruplant le champ par rapport à la caméra *WFI*. Les images des caméras mosaïques de CCDs actuelles représentent cependant un progrès important pour des études photométriques de haute précision pour peu que l’on considère les amas jusqu’à leur rayon de demi-masse, typiquement. Avec une moyenne de 5 pc pour les AOs vieux (Janes & Phelps [1994], Friel [1995]), cela permet d’étudier tout de même plusieurs milliers de membres.

Les récepteurs CCD de  $\gtrsim 1\text{''}$  permettront par contre d’atteindre le rayon de marée de la plupart des amas vieux (tous assez distants si l’on exclut NGC 752 et M67). On pourra alors poursuivre, par exemple, l’étude sur l’AO NGC 2420 déjà réalisée par Leonard [1988] à l’aide de matériel photographique. Cet objet occuperait tout le champ de *MEGACAM* : Leonard [1988] a détecté des membres jusqu’à  $20'$  du centre et estime  $r_t \sim 30'$  (soit près de 20 pc à la distance de  $d = 3$  kpc). Les poses profondes (e.g.  $I \sim 24\text{--}24.5$ ) possibles avec un 4 m devraient ainsi inclure la quasi-totalité des  $\approx 4000 M_\odot$  de l’AO. Il sera alors possible de confirmer la fonction de luminosité “arrêtée” à  $M_I \simeq 9.5$  — ou bien d’expliquer le déficit d’étoiles faibles par une forte relaxation dynamique ayant rejeté les membres les moins massifs ( $M \approx 0.1\text{--}0.2 M_\odot$ ) en dehors des champs, très limités et proches du centre de NGC 2420, observés avec le *HST* (voir von Hippel et al. [1996]).

### 2.6.3 Perspective : données *CFH12k*

Nous avons observé en juillet 1999, durant deux nuits au télescope Canada-France-Hawaï (CFHT) équipé de la caméra grand champ *CFH12k* (12 CCDs, champ de  $42' \times 28'$ ) un échantillon d’amas stellaires Galactiques. Parmi eux, deux amas ouverts vieux, NGC 6939 et NGC 7142, ont été intégrés 900 s au total dans chacune des trois bandes  $V$ ,  $R$  et  $I$ , selon une séquence de pavage (ou “*dithering pattern*”) de cinq poses légèrement décalées, de sorte à recouvrir complètement par la suite les interstices entre les CCDs de la mosaïque. La bande  $B$  n’a pas été utilisée pour ces images car le filtre bleu disponible alors au CFHT provoquait un fort halo fantôme autour des étoiles, même peu brillantes (un nouveau filtre  $B$  interférentiel a été placé lors du changement de bonnette).

Il convient de noter qu’il s’agissait alors de la première version de la caméra, c.-à-d. que les CCDs étaient de qualité moyenne. De nombreux défauts cosmétiques apparaissent donc sur la plupart des matrices (seules les quatre centrales sont de bonne facture) qu’il est très difficile d’interpoler. Le courant d’obscurité était également très fort à l’époque malgré le refroidissement a priori efficace de la caméra *CFH12k*, et des motifs en forme de “brique” sont présents dans toutes les images (autre exemple FIG. 2.20). Eû égard à ces défauts et au manque de place disque, plus de 30 GB de données brutes restent à réduire. Les études de Kalirai et al. ([2001a], [2001b]) permettent de se faire une idée de ce qui est réalisable sur des AOs avec une caméra grand champ au foyer d’un 4 m.

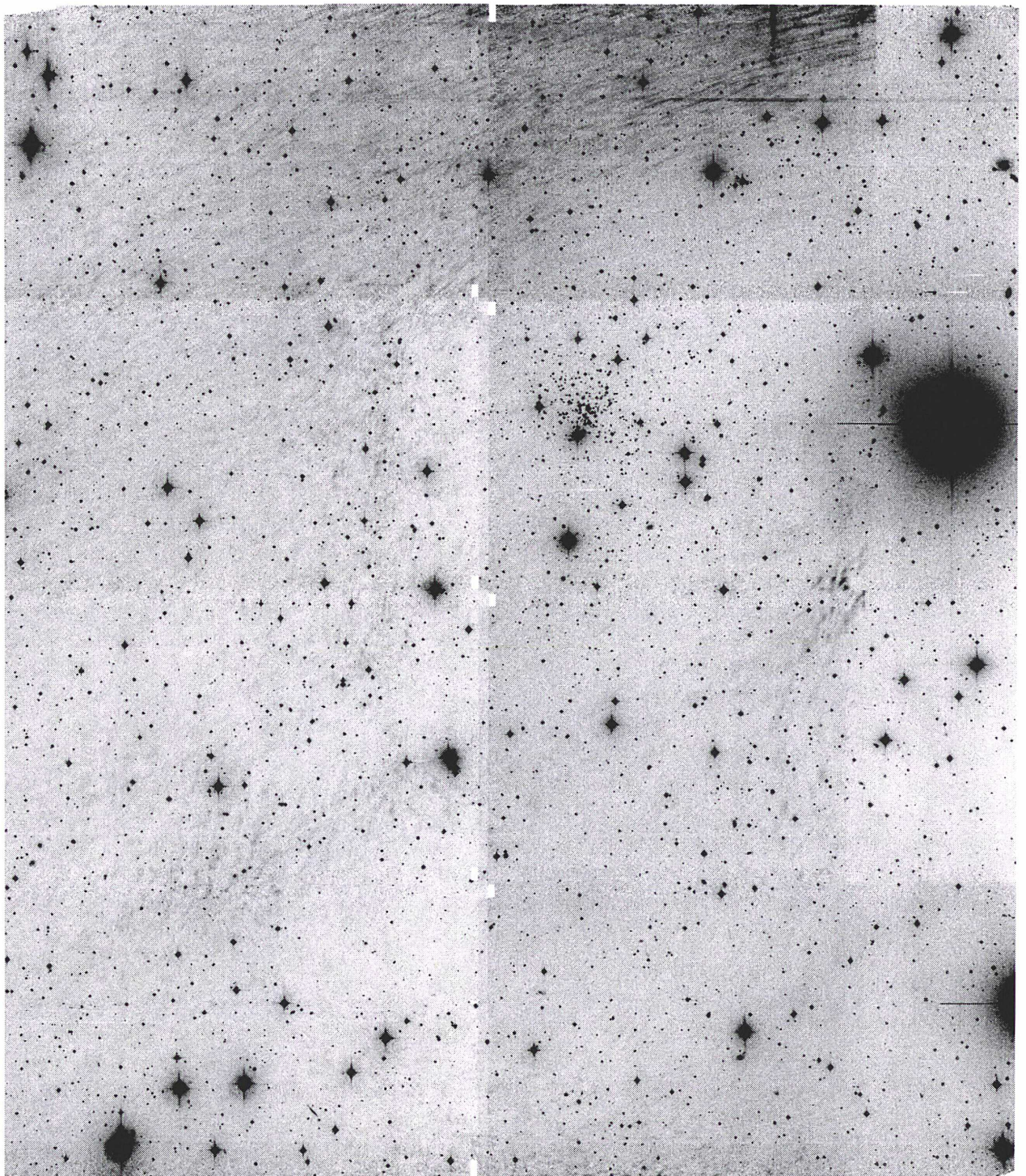


FIG. 2.18 – Image du relevé stellaire *Pre-Flames* de l'AO distant Be 20 résultant de la coaddition de 2 poses de 4 min avec la caméra *WFI*, bande *B* (champ tronqué de  $\sim 2'$  sur les bords N (gauche) et S (droite) du champ). Le fond de ciel est loin d'être homogène...

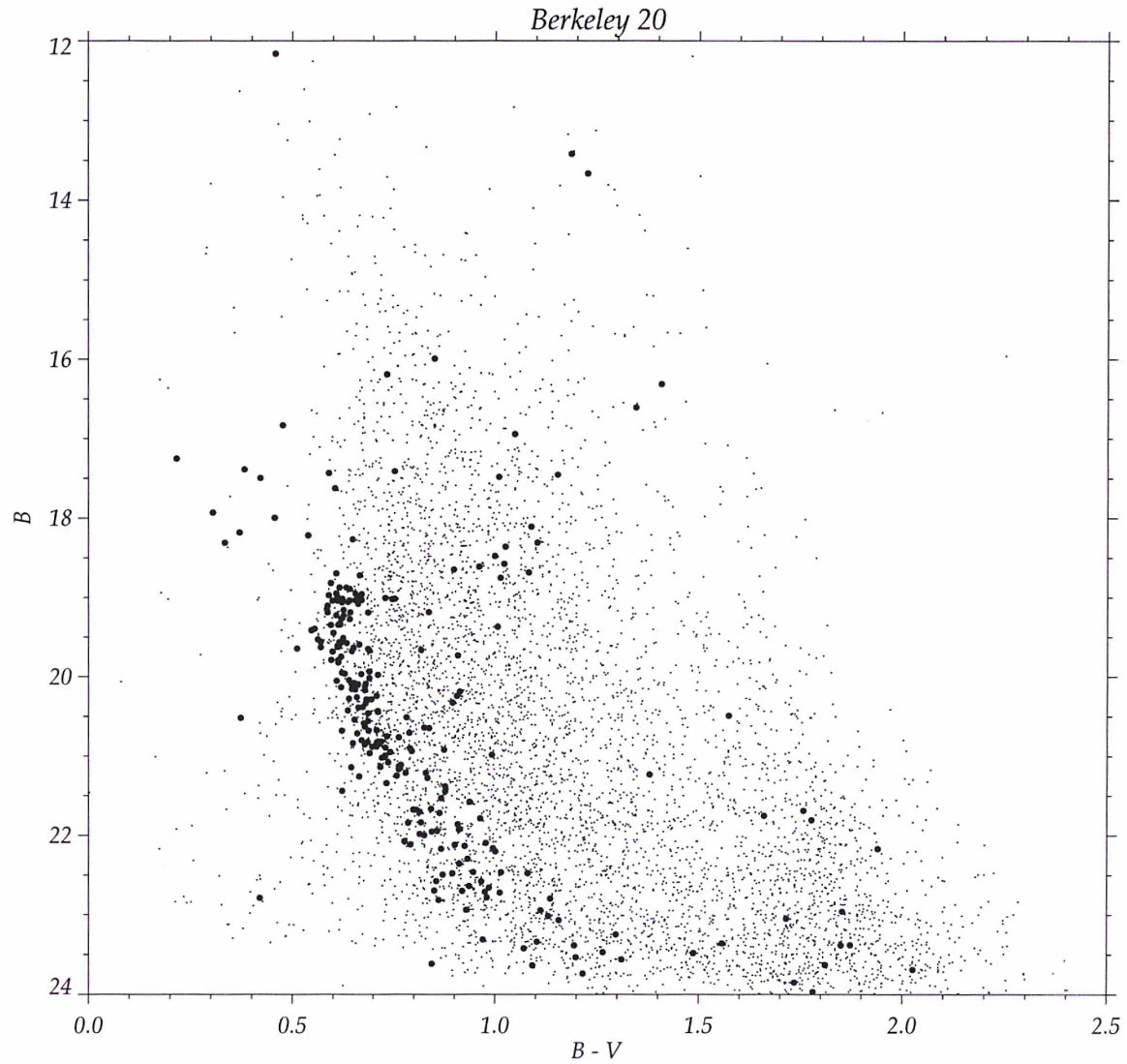


FIG. 2.19 – Diagramme  $B$  vs.  $B-V$  de tout le champ de la caméra *WFI* pour l'amas ouvert *Be 20*; comparer à la figure 9 de Momany et al. [2001]. En gros points les  $\sim 200$  sources situées à moins de  $2.5$  du centre donné pour l'amas ( $05^{\text{h}}33^{\text{m}}01^{\text{s}}.7$ ,  $+00^{\circ}12'53''$  en  $J2000.0$ ) tracent une partie de la séquence principale de l'AO, noyée dans le CMD du champ.



FIG. 2.20 – CCD N° 6 de la caméra mosaïque *CFH12k* (première version). Les données provenant de cette matrice sont difficilement exploitables, les efficacités de transfert de charge (ou CTE) des registres horizontaux et verticaux étant particulièrement mauvais.

## Chapitre 3

# Amas globulaires

### 3.1 Principales propriétés

Les amas globulaires (AGs) sont les plus vieux sous-systèmes de notre Galaxie. Dénué de composante gazeuse (e.g. Léon & Combes [1996]), un AG rassemble typiquement de  $\approx 10^4$  à plus de  $10^6$  étoiles dans un rayon de demi-lumière typique<sup>1</sup> de  $r_{1/2} \lesssim 10$  pc. Plusieurs amas généralement pauvres en métaux peuplent le halo (parfois à très grande distance au centre Galactique R, comme NGC 2419) tandis que d'autres, plus internes et moins déficients ( $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.9$ ) sont vraisemblablement liés au Bulbe. On a aussi évoqué un sous-système rattaché au Disque pour certains amas globulaires aux orbites proches du Plan, avec une échelle de hauteur de l'ordre de 500 pc seulement (exemple de l'AG M 71 ; voir Zinn [1985] pour un lien possible avec le Disque épais) mais ces derniers sont aujourd'hui plutôt affiliés au Bulbe. En fait, les quelques AGs les plus massifs pourraient être les noyaux-reliques de naines détruites par friction dynamique dans les zones denses du Bulbe, comme nous verrons dans le chapitre suivant avec le cas d' *$\omega$  Centauri*.

Les AGs ont joué un rôle cosmogonique essentiel en montrant que le Soleil n'était pas au centre de la Galaxie (Shapley [1918]). Et l'intérêt cosmologique des AGs est aussi évident avec leurs âges dépassant les  $10^{10}$  ans. Le seul cas possible d'amas globulaire jeune dans la Galaxie serait le noyau de l'association *Cygnus* OB2 (Knödseder [2000]) mais cette étude en infrarouge avec les données 2MASS demande confirmation avec des images à haute résolution (optique adaptative). Signalons qu'actuellement, on observe la formation d'amas très massifs — sans doute des proto-amas globulaires — dans des galaxies qui fusionnent (NGC 4038/39, Whitmore & Schweizer [1995]) ou qui subissent un épisode de formation d'étoiles intense (voir par exemple Ho & Filippenko [1996]).

Connaître plus de détails sur leur formation et leur évolution est donc un point-clef pour mieux comprendre l'histoire des galaxies, par exemple déterminer la population initiale des amas autour de leur (proto-)galaxie hôte (ex. : modèle de Baumgardt [1998b]).

De nombreux travaux ont examiné du point de vue théorique l'évolution dynamique des AGs dans une galaxie. Pour une description complète des divers phénomènes dont on doit tenir compte, voir la revue de Meylan & Heggie [1997]. Comme souligné par Gnedin & Ostriker [1997], les principaux facteurs d'évolution des amas globulaires sont :

- L'évolution stellaire qui n'est cependant importante qu'au début de la vie d'un AG, en provoquant une variation rapide du potentiel de l'amas et une perte importante d'étoiles (Vesperini [1998]).

---

<sup>1</sup> Consulter Trager et al. [1995] pour une compilation des profils de lumière d'une soixantaine d'AGs.

- L'évaporation des étoiles de l'amas par relaxations à 2-corps qui peuple la fonction de distribution au-delà de la vitesse d'échappement du système (cf. Hénon [1961]).
- Le champ de marée de la Galaxie qui va accélérer la perte de masse d'un amas (voir notamment Wielen [1988] pour une discussion de l'influence d'hypothétiques trous noirs massifs).
- La friction dynamique des amas globulaires massifs avec la Galaxie qui va leur faire perdre de l'énergie orbitale, pour finir par tomber vers le Centre Galactique où ils seront rapidement détruits (voir aussi Binney & Tremaine [1987], début du chap. 7).
- Les passages à travers le Disque (Léon et al. [1997]), le Bulbe (Spitzer [1958] pour une première étude), les nuages moléculaires géants ou encore le "halo" de matière noire (e.g. Combes et al. [1999]) où il y a variation temporelle du champ de marée.

Les signatures structurales de ces effets dynamiques multiples doivent être observables autour des AGs. Effectivement, Grillmair et al. [1995] et Léon et al. [2000] ont détecté des extensions de marée parfois conséquentes autour de plusieurs amas globulaires, à l'aide de comptages à grand champ sur des plaques photographiques. Autour de Pal 5, une importante queue de marée traçant sans doute la trajectoire de l'amas a de même été mise en évidence à partir de données *SDSS* (Odenkirchen et al. [2001]). Le déficit d'étoiles de faible masse dans Pal 5, constaté récemment avec le *HST* par Grillmair & Smith [2001], confirme d'ailleurs que cet amas a perdu la quasi-totalité (soit 90%) de sa masse initiale.

La poursuite du travail de Léon, Meylan & Combes [2000] sur les extensions de marée dans les AGs est techniquement faisable aujourd'hui grâce au traitement massif des images et aux nouveaux moyens d'observation grand champ : films à haute-résolution et nouvelles caméras mosaïques de CCDs pour étudier des amas plus lointains, qui peuvent contraindre la dynamique galactique à grande distance  $R$ . On souhaiterait en particulier :

- Calibrer la perte de masse des AGs afin de pouvoir suivre plus précisément l'évolution de leur population avec différents processus dynamiques en jeu.
- Déterminer l'orbite et la phase orbitale individuelle des amas globulaires.
- Et contraindre le potentiel galactique (densité surfacique, hauteur d'échelle, géométrie et densité du halo de matière noire) par comparaison aux simulations réalistes.

Il faut donc pour cela acquérir des données photométriques multi-couleurs et à grand champ. Les plaques de Schmidt permettent des études sur de très grandes zones, mais les données photographiques sont limitées dans leur précision photométrique, et sont peu profondes. Les CCDs permettent d'atteindre des magnitudes plus élevées. Cependant, le champ offert par les caméras mosaïques actuelles demeure relativement restreint, ce qui empêche l'observation efficace des amas globulaires relativement proches au-delà de leur rayon de marée. La haute qualité de la photométrie permise par les CCDs devrait pourtant enfin permettre d'étudier la fonction de masse au sein même des queues de marée où l'on s'attend à trouver une forte ségrégation de masse. Toutes ces nouvelles observations sont nécessaires pour la comparaison aux prédictions théoriques et aux résultats de simulations  $N$ -corps se voulant de plus en plus réalistes (par ex., Combes et al. [1999]).

## 3.2 Étude à l'aide de plaques de Schmidt

Les derniers films (émulsion à grain très fin Kodak Technical Pan 4415) pris au Schmidt de l'ESO à La Silla par les frères Pizzaro pour S. Léon ont été inspectés un par un afin de sélectionner les meilleures images. Finalement deux candidats a priori les plus favorables pour la détection de queues ont été choisis. Il s'agit de NGC 7099 (Messier 30) et de NGC 7089 (Messier 2). Le champ de M30 inclut également l'amas faible Palomar 12 (qui est possiblement le plus jeune AG dans la Galaxie avec Rup 106, e.g. Lin & Richer [1992]).

### 3.2.1 NGC 7099 (Messier 30)

*Avertissement* : dans cette section, on présente quelques résultats des essais de détection réalisés sur la plaque *U* assez profonde ESO 13550UPA, digitalisée par la MAMA aux seules fins de test.

Pour la détection des sources avec *SExtractor*, on a commencé par effectuer des tests sur un seul pavé (i.e. une sous-image de  $1024 \times 1024$  pixels, échelle de  $0''.6713/\text{pixel}$ ) avec un filtrage de type "chapeau mexicain" (`mexhat_5.0_11x11`), pour voir si son utilisation était aussi efficace qu'avec les images CCDs. On a d'abord choisi le pavé N° 407 qui contient l'amas (voir table 3.1 pour un rappel de l'agencement des pavés) et évidemment lancé *SExtractor* en mode PHOTO, en tenant compte de la courbe du  $\gamma$ . Il est à noter que *SExtractor* est le seul logiciel récent à posséder un tel mode photographique, les autres codes disponibles supposant tous a priori un détecteur linéaire.

Après plusieurs essais, il est apparu que l'on pouvait "descendre" à un seuil de *rms* de fond de ciel  $1\sigma$  (voire légèrement inférieur) pour la détection sur l'image convoluée avec le filtre chapeau mexicain et cela sans excès de fausses détections; près de 3000 sources (contre 2100 seulement à  $1.5\sigma$ ) sont ainsi isolées dans le seul pavé central. Cependant, on a constaté qu'un passage à  $2\sigma$  sans aucun filtrage était tout aussi efficace (et même un peu plus performant au niveau de la séparation des sources qui se chevauchent, ou "deblending"), même si pour un  $\sigma$  de détection identique, on manque quelques objets extrêmement faibles par rapport au filtre `mexhat_5.0_11x11`, en particulier près des étoiles brillantes (autre remarque : l'orientation des sources faibles allongées semble néanmoins un peu plus aléatoire pour une détection directe sur l'image sans aucun filtre).

On a pu confirmer ces résultats sur un champ beaucoup moins peuplé, plus au Nord du centre de Messier 30 (pavé N° 408). Là, le passage de *SExtractor* sans filtre à  $2\sigma$  détecte beaucoup plus de sources que le `mexhat_5.0_11x11` à  $2\sigma$  (737 contre 288); il faut mettre à  $3\sigma$  le "sans filtre" et à  $1\sigma$  avec chapeau mexicain pour équilibrer le nombre de détections (526 et 518 respectivement). Par la suite, on a donc choisi pour "tester" l'ensemble cliché photographique / numérisation / détection et analyse par *SExtractor* aux très faibles contrastes sur l'ensemble d'une plaque, une détection globale en adoptant un seuil à  $2\sigma$  sans aucun filtrage. Ce choix n'est pas celui utilisé habituellement.

Une remarque sur le temps mis pour identifier et analyser les sources avec *SExtractor* : rien que le calcul du fond de ciel (avec des petites mailles de  $16 \times 16$  pixels, lissées aux 5 proches voisines) nécessite 15 minutes sur un Pentium II 450 (avec 85% du CPU), plus 1 minute pour filtrer la carte de fond de ciel. Ensuite, l'extraction des quelques 250 591 sources a nécessité 45 min soit 1 h tout compris pour l'analyse complète du film *U*.

$N$	$2N$	...	...	...	...	$N^2$
$N-1$	$2N-1$	...	...	...	...	$N^2-1$
...	...	...	...	...	...	...
2	$N+2$	...	...	...	...	...
1	$N+1$	$2N+1$	...	...	...	...

Nord-Est

TAB. 3.1 – Numérotation des pavés ( $N = 28$  pour le champ du télescope de Schmidt de l'ESO;  $N = 33$  pour les plaques SRC, un peu plus grandes) par la *Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie* (cf. [www.cai-mama.obspm.fr](http://www.cai-mama.obspm.fr)) sur la table de lecture  $XY$ .

On peut voir FIG. 3.1 la distribution spatiale de ces  $2,5 \cdot 10^5$  sources détectées à  $2\sigma$  pour rappel sur la plaque, avec un net effet de bande dû au traînage du détecteur (*Reticon*). D'autres effets sont également décelables dans l'histogramme des angles de position  $\Theta$  des sources (FIG. 3.2 à gauche) avec des pics d'angle d'orientation pour des valeurs multiples (et sous-multiples) de  $\pm 45^\circ$ , ou encore dans la fréquence des ellipticités des sources (FIG. 3.2 à droite). Les distributions des  $\Theta$  et  $e$  sont semblables avec des images CCDs, comparer par ex. aux données VLT FIG. 6.18. Les pics sont sans doute attribuables à l'effet de discrétisation pour des sources étendues sur quelques pixels à peine. On peut voir aussi que malgré le seuil de détection très bas, les erreurs sur les magnitudes restent acceptables, mais avec une différence  $MAG\_AUTO - MAG\_BEST$  (FIG. 3.3 à droite) souvent importante pour les sources faibles. On rappelle que ces deux magnitudes produites par *SExtractor* ne diffèrent que pour les sources ayant des voisins proches, qui peuvent ainsi perturber l'estimation de la magnitude de Kron  $MAG\_AUTO$  (consulter Kron [1980]).

Dans le catalogue de sortie de *SExtractor*, il faut surtout remarquer que la largeur à mi-hauteur FWHM calculée des sources est très variable — beaucoup plus grande pour les étoiles brillantes — en fonction de la magnitude, donc difficile à définir. L'indice de stellarité ( $SI$ , pour *Stellarity Index*) a un comportement particulièrement imprévisible avec les plaques photo (FIG. 3.4 à droite). Il est donc hors de question de sélectionner les sources ponctuelles avec des données photographiques sur ces deux critères, comme on le fait habituellement pour les images CCDs. On ne peut qu'utiliser une séparation étoiles/galaxies dans un diagramme aire–magnitude, dont un exemple est montré en FIG. 3.5. Une autre possibilité est d'utiliser la différence entre pic de brillance et  $MAG\_AUTO$  de l'objet, qui doit aussi servir à séparer les sources ponctuelles des objets plus étendus. En guise de conclusion provisoire, l'utilisation de filtres (pyramidal, gaussien, ou même chapeau mexicain) avec des films ou des plaques n'apporte guère d'amélioration à une détection directe sur l'image — les champs encombrés restant toujours hors de portée —, et la sortie de plusieurs paramètres structuraux des objets détectés n'est pas utilisable.

### 3.3 Imagerie CCD grand-champ : recherche d'effets de marée

#### 3.3.1 Caméra mosaïque de CCDs *WFI* (2m20 ESO)

##### Choix des cibles

Utiliser *SExtractor*, qui n'est pas adapté à l'extraction de sources dans des champs denses, avec des plaques photographiques n'était en fait pas vraiment une limitation vu que de toutes façons, l'émulsion est rapidement "grillée" dans les zones riches. Les CCDs offrant évidemment une dynamique beaucoup plus étalée, il faut par contre pouvoir utiliser un logiciel d'extraction de sources qui puisse travailler dans des zones même très

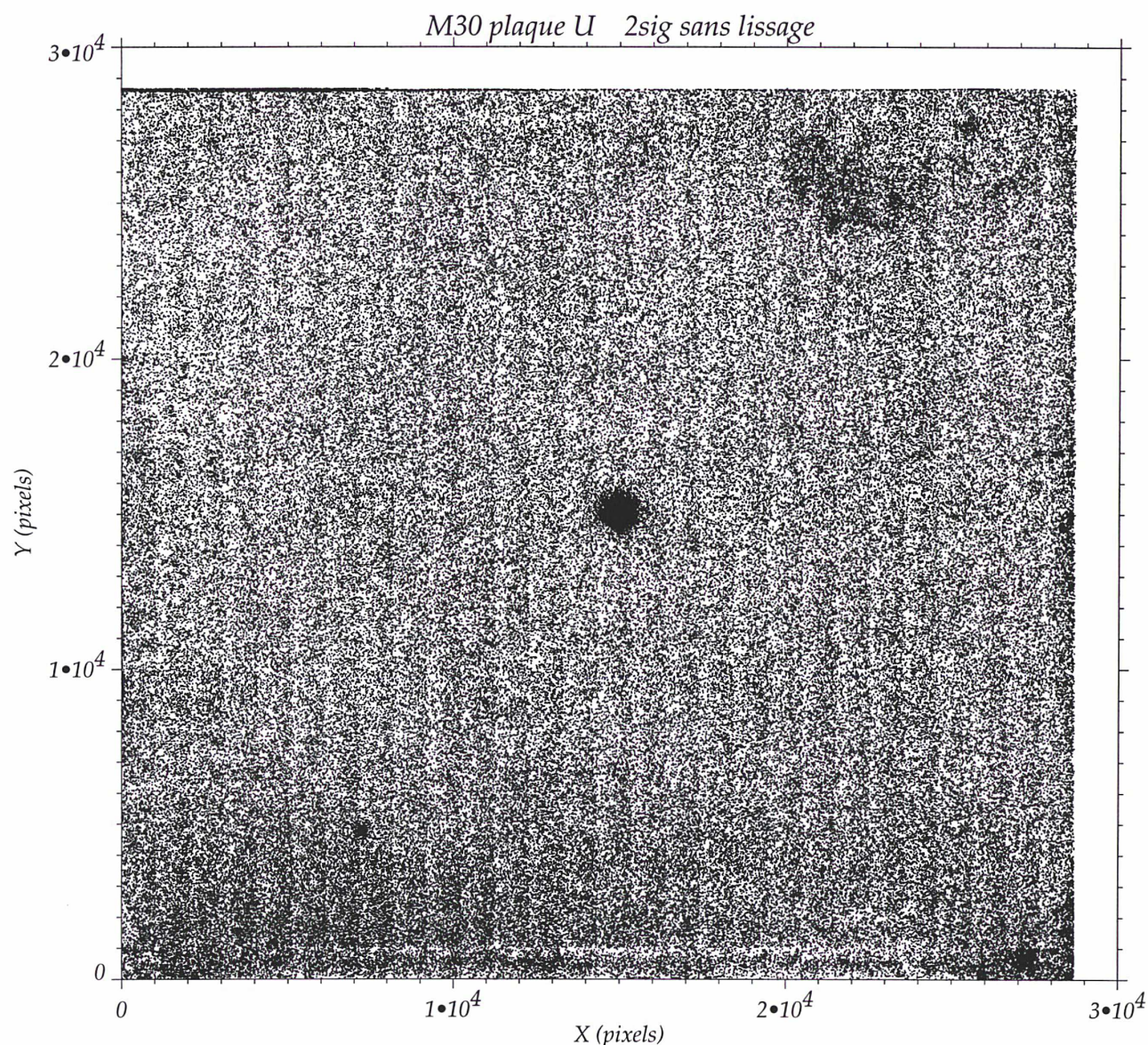


FIG. 3.1 – Comptage brut de toutes les sources détectées sur le film *U* incluant M30 (visible au centre) et Pal 12, perceptible vers  $(X, Y) \sim (7200, 4800)$  en utilisant un seuil très bas à  $2\sigma$ . L'effet de bande — 1024 pixels de largeur  $X$ , en 28 passages du *Reticon* — est alors évident, de même que certaines inhomogénéités dans l'émulsion (gradient à grande échelle, traces au Sud-Ouest). Il a été vérifié par une 2<sup>e</sup> digitalisation sur la table de lecture que le comptage plus fort aux petits  $Y$  n'était pas dû à un mauvais plaquage du film contre son support (en "sandwich"), soupçonné lors d'un premier passage.

FIG. 3.2 – Histogrammes de l’angle de position  $\Theta$  et de l’ellipticité (comme calculés par *SExtractor*). Notez les pics marqués pour  $\Theta = 90$  modulo  $45^\circ$ . Une surabondance de sources à  $e \simeq 0.4$  et à  $e \simeq 0.6$  est également présente avec la détection à  $2\sigma$ . Ces phénomènes ne peuvent être attribuables à un défaut de suivi, les étoiles étant rondes sur la quasi-totalité de l’image grâce à la qualité de l’optique du Schmidt de l’ESO. Il s’agit plus vraisemblablement d’un effet de “pixelisation”, avec certaines valeurs de  $\Theta$  et de  $e$  devenant plus probables pour les sources étendues sur quelques pixels seulement (comparer à l’histogramme des ellipticités en FIG. 6.18, pour des données CCD du VLT).

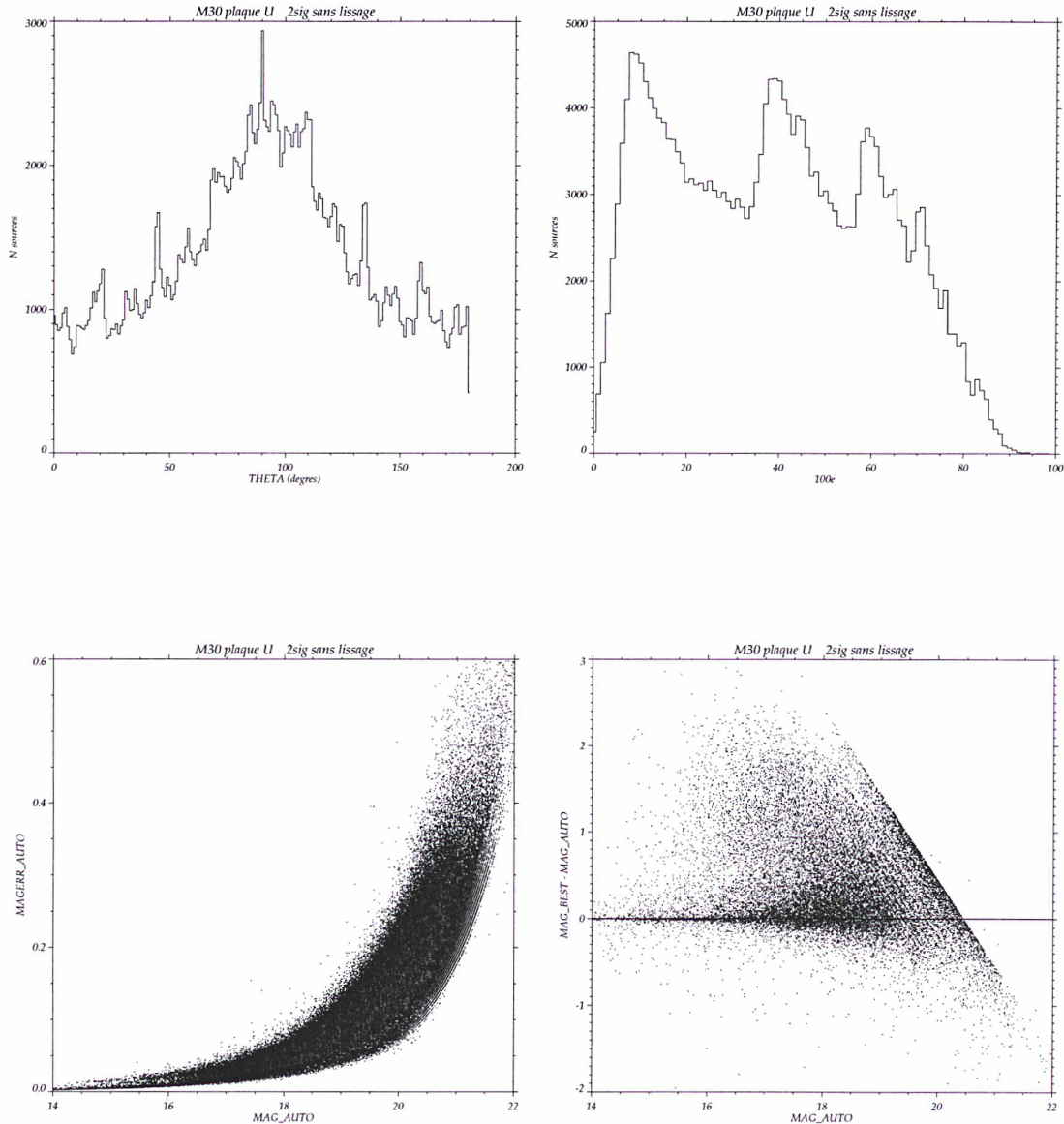


FIG. 3.3 – À gauche : erreur sur la magnitude de Kron  $MAG\_AUTO$  fournie par *SExtractor* pour la plaque  $U$  de  $M30$ . À droite : différence entre  $MAG\_BEST$  et  $MAG\_AUTO$  en fonction de la magnitude. Des écarts importants apparaissent pour les sources confuses situées dans des champs encombrés, où la magnitude isophotale est préférée à la magnitude de Kron comme “meilleure” estimation de la magnitude totale, surtout avec le seuil de détection très bas choisi (volontairement à  $2\sigma$  du bruit de fond de Ciel pour rappel).

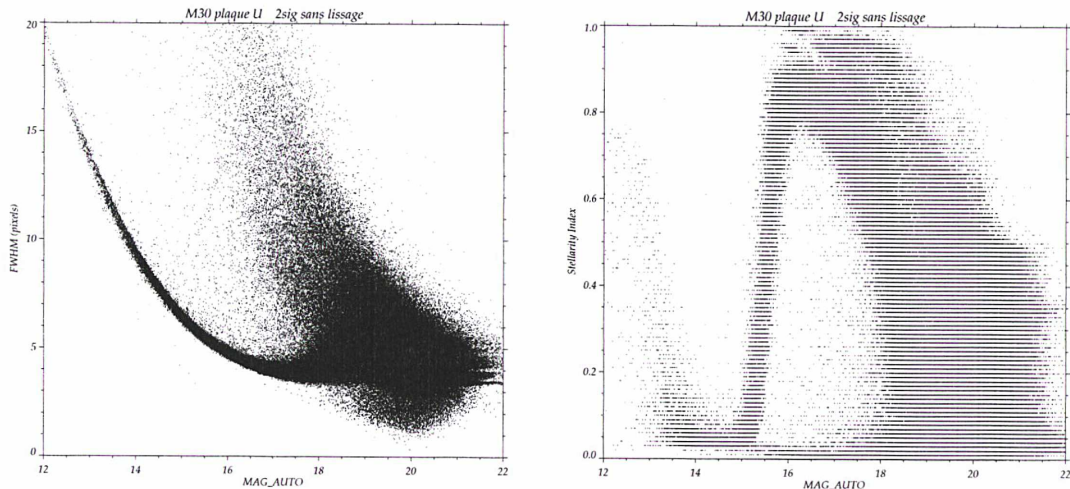


FIG. 3.4 – Résultats sur deux paramètres calculés par *SExtractor*, en fonction de la magnitude des sources. À gauche la largeur à mi-hauteur, à droite l'indice de stellarité (valant théoriquement 1 pour une source parfaitement ponctuelle, et 0 pour une source nettement étendue comme une galaxie). Il est clair que la stellarité n'a aucune signification avec des données photographiques, vu que son calcul est basé sur le "seeing", qu'il est quasiment impossible de définir sur l'image — la largeur à mi-hauteur changeant constamment selon la brillance des sources. Il faudrait sans doute "réentraîner" complètement avec une image argentique le réseau neuronal par défaut du logiciel...

concentrées, en utilisant notamment le principal avantage de ces détecteurs, à savoir leur linéarité, pour faire de l'ajustement des réponses impulsionnelles (fonction d'appareil, ou "PSF") afin de déterminer précisément la photométrie des objets au niveau du pourcent.

Nous avons pu observer durant une nuit, en mars 1999, un échantillon d'amas stellaires avec la caméra grand-champ du télescope ESO/MPI de 2m20 de La Silla (mosaïque de huit CCDs *WFI*, *Wide Field Imager*). Après réinspection complète des cibles initialement proposées dans la demande, nous avons finalement pointé durant les 9 heures de temps noir les objets — de taille adaptée au champ de la caméra *WFI* de  $33' \times 32'$  et situés dans des environnements très "propres" afin de minimiser les biais observationnels — d'une nouvelle sélection, qui étaient les mieux placés pour la nuit accordée (en considérant le temps sidéral local à minuit, TSLM  $\simeq 10\text{h}54\text{m}$ ) du 16–17/03/99, à savoir :

- quatre amas globulaires : NGC 1851, NGC 5634, NGC 5824 et NGC 6171
- ainsi que la naine sphéroïdale *Leo I* (qui sera étudiée au chapitre suivant).

L'objet NGC 6171 ( $\equiv$  M107) reste à traiter.

### Limitations

La caméra en était à son premier mois d'opérations régulières, et si les observations en elles-mêmes se sont déroulées sans incident, la réduction des données a été rendue difficile en particulier à cause de la mauvaise configuration des en-têtes FITS. Par exemple, toutes les déclinaisons étaient écrites comme positives même pour des objets austraux... D'autre part, seuls les deux filtres *V* et *I* (plus un *U* de mauvaise qualité, prêté par l'Observatoire de Capodimonte) étaient disponibles pour la photométrie en bande large et nous n'avons donc pas pu utiliser comme nous le souhaitions des poses en *B* et *R*.

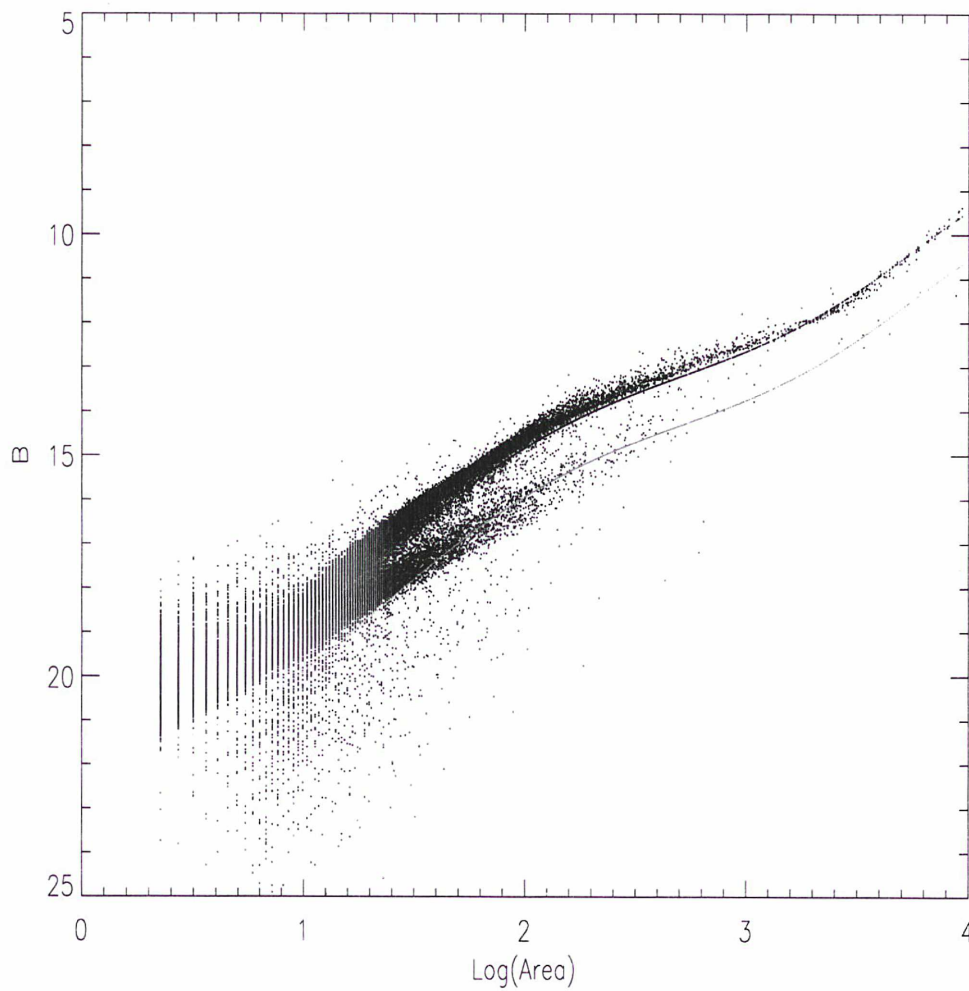


FIG. 3.5 – Exemple de séparation étoiles/galaxies dans le champ de l'amas globulaire Messier 30. Par un algorithme itératif basé sur la brillance des sources dans une surface (pixels sur l'isophotale) donnée, les galaxies convergent sur une courbe située au-dessous de la séquence des sources ponctuelles (dont beaucoup de membres de M30). La méthode n'est cependant plus très efficace au-delà des magnitudes (instrumentales)  $B \sim 17-18$ .

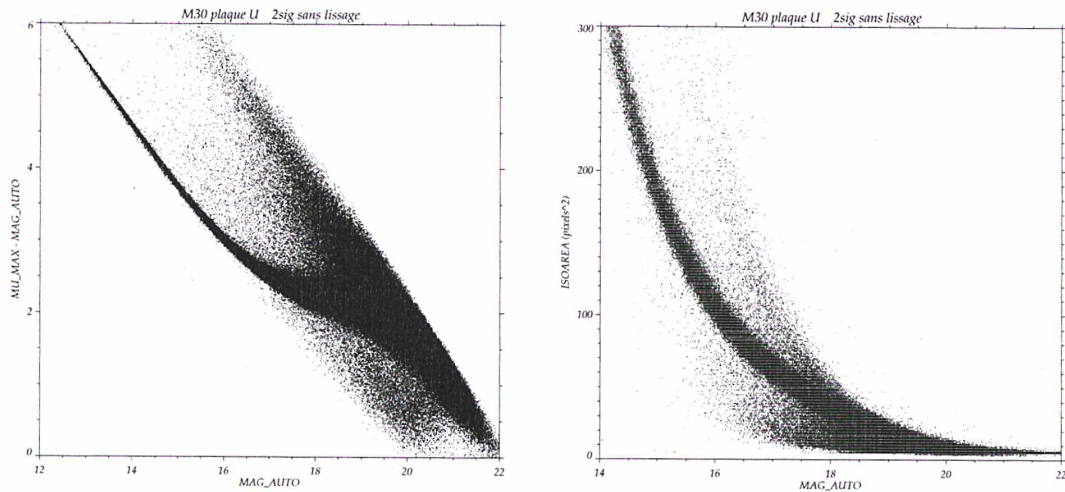


FIG. 3.6 – À gauche : plan magnitude–magnitude surfacique, qui peut être une alternative à l’utilisation du diagramme aire–magnitude (à droite) pour la séparation des sources ponctuelles des galaxies (c.-à-d. des objets étendus) sur des données photographiques.

Le nombre total d’images acquises, calibrations comprises, est de 161 fichiers FITS multi-extensions qui occupent chacun 141.5 MB (données brutes enregistrées en entier). Cela correspond à un volume de données initial de près de 22 GB qui a rendu très pénible — et même impossible au début — le traitement sous IRAF, avec de multiples transferts par ftp sur les stations du Service Informatique de l’Observatoire à Meudon, et avec un espace disque limité. Les procédures de réduction n’ont de plus pas pu être beaucoup automatisées à cause des en-têtes incomplètes et du manque de fichiers de configuration pour l’instrument (la librairie ESOWFI, voir le “cookbook” en annexe, n’est apparue qu’à l’été 2000), ce qui a nécessité un suivi manuel attentif des multiples étapes de réduction.

La stratégie d’observation avait consisté à prendre 5 poses décalées par objet, selon un motif de pavage (ou “*dithering pattern*”) défini par une pose centrale, et par 4 autres prises dans les coins d’un carré avec décalages successifs en  $\alpha$ , puis en  $\delta$ , de 30” de sorte à recouvrir généreusement les espacements entre les matrices — qui sont de 24” au maximum en  $\alpha$  et de 16” en  $\delta$ . Ce choix, pourtant suggéré par l’équipe du 2m20, n’était cependant pas optimal puisque les interstices horizontaux ou verticaux se retrouvent aux mêmes endroits pour deux poses successives de la séquence, donnant lieu à des zones plus bruitées où seules trois valeurs de pixel sont effectivement moyennées dans la coaddition finale. Ces “barreaux” à plus bas rapport S/B sont bien visibles dans une image empilée à haut contraste, par exemple celle de NGC 5824 en  $V$  (FIG. 3.11). Les cinq poses individuelles donnent un temps total d’exposition de 1100 s en bande  $V$  et de 1500 s en  $I$  (Cousins).

### Réduction des données sous IRAF

Dix biais et autant de courants d’obscurité de 300 s (durée égale au temps des poses individuelles dans la bande  $I$ ) ont été utilisés pour prendre, à chaque pixel, leur valeur médiane. Ces poses de meilleur rapport S/B ont été soustraites de chaque image. Une moyenne avec rejet aurait sans doute amélioré un peu le rapport S/B avec un *rms* qui est cependant à peine supérieur à 1 ADU pour le biais et vaut 0.9 ADU en moyenne pour le faible courant d’obscurité (“*dark*”) de 300 s. Neuf plages de lumière uniforme (PLUs ou

“flats” dans la suite) crépusculaires en  $I$  et sept en  $V$  ont été moyennées après vérification de la bonne qualité des poses individuelles — le temps disponible pour le crépuscule et l’aube étant de 25 à 30 minutes maximum à ces latitudes, vers l’équinoxe de printemps.

Les plages de lumière uniforme qui avaient été prises en pointant sur l’écran situé à l’intérieur de la coupole, légèrement entrouverte pour laisser rentrer la lumière du jour (“dome flats”), n’ont finalement pas été utilisées après plusieurs tests. Ces PLUs diurnes ne corrigeaient pas bien en particulier les anneaux sombres dus aux poussières déposées sur la fenêtre d’entrée de la caméra. Les PLUs réalisées sur le ciel crépusculaire se sont également avérées plus efficaces pour éliminer tout vignettage, à l’exception des coins extrêmes (e.g. le SE) du champ de la caméra *WFI* qui restent sombres sur certaines images.

Les images en  $I$  présentaient de fortes franges (plus de  $\sim 10\%$  de “pic” à “vallée”) qui ont été éliminées par soustraction d’un motif de franges, réalisé par lissage (boîte carrée de 200 pixels) de l’image médiane d’une dizaine de poses soigneusement choisies. Le principal problème était d’éviter d’empiler des images incluant un objet étendu dans les mêmes zones du champ de la caméra *WFI*. Il a fallu jouer avec des seuils de rejet très bas (algorithme `avsigclip` d’IRAF) et de larges régions de pixels non-pris en compte (“growing radius”) allongeant fortement le temps de calcul (une douzaine d’heures sur *DEC Alpha 500*) afin d’obtenir quasi-exclusivement la seule contribution de pixels “ciel”.

L’analyse complète des trois champs de standards (deux poses de 10 à 30 s dans chacun des filtres, en général) SA 104, SA 107 et PG 1525 pris en début, milieu et fin de nuit, reste à faire pour calibrer précisément chaque CCD de la mosaïque. L’extension récente des “Selected Areas” de Landolt par Stetson (site `cadwww.dao.nrc.ca/standards/`) rend ces champs désormais beaucoup plus intéressants pour les caméras mosaïques (en particulier la zone de SA 107 qui est relativement riche en standards et surtout bien adaptée au champ de la caméra *WFI*) en donnant enfin plusieurs étoiles visibles par CCD. ► **Les magnitudes indiquées dans la suite de ce chapitre sont donc instrumentales**, un simple point-zéro — en général choisi à  $25 + \log(t_{\text{pose}})$  — ayant été inclus dans *DAOphot*. Pour rappel, *DAOphot* est un logiciel créé par P. Stetson (consulter Stetson [1987] et voir aussi Stetson [1992] pour *DAOphot II/IRAF*) qui est adapté à la photométrie stellaire en champ encombré, par ajustement de la fonction d’appareil (on parle de “PSF fitting”).

Enfin, il faut souligner que l’absence d’une solution astrométrique disponible à ce moment-là pour l’instrument a rendu hasardeux les premiers essais d’empilement, d’autant plus que les coordonnées initiales données par le télescope étaient très imprécises (modèle de pointage valable à quelques minutes d’arc près seulement). Nous avons pu utiliser un catalogue de positions de qualité pour des centaines de sources faibles<sup>2</sup> fournies par la digitalisation avec la *MAMA* d’une plaque ESO  $R$  incluant NGC 1851. La bande  $R$  limitant de possibles effets de couleur entre les images  $V$  et  $I$  de la caméra *WFI*.

Les résultats se sont alors considérablement améliorés avec quasiment aucun “saut” de pixel visible dans l’image addition des cinq poses individuelles, même pour la zone centrale très dense (voir FIG. 3.7, haut) où la confusion des sources de référence rend pourtant délicate l’estimation précise des positions (relatives ou absolues) des matrices CCDs. Il a en dernier lieu été vérifié que la largeur à mi-hauteur FWHM sur l’image moyennée (après mise à niveau des fonds de ciel, qui sont légèrement variables d’une pose sur l’autre) était proche de la valeur typique de la FWHM des images individuelles.

<sup>2</sup>Les étoiles de magnitude  $V \lesssim 15$  étant saturées, donc inutilisables pour l’estimation des centroïdes.

## Objets observés

## NGC 1851

Les premières observations profondes de cet amas du halo situé à  $d \simeq 12$  kpc du Soleil sont celles d'Alcaino<sup>3</sup> et al. [1990]. L'étude la plus complète à ce jour a été réalisée par Saviane et al. [1998] qui ont utilisé une mosaïque d'images NTT/*EMMI* profondes. On peut remarquer que l'amas est particulièrement concentré avec  $c \equiv \log(r_t/r_c) \simeq 2.3$  (revoir chap. 1 pour la définition des rayons de cœur et de marée). NGC 1851 semble aussi inclure des sources X. Surtout, il présente une séquence principale anormalement large, qui pourrait indiquer la présence de variations de métallicité parmi ses membres, alors que la moyenne sur l'amas est de  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.2$ . Cette propriété rare a récemment accru l'intérêt porté à cet objet. Le seul cas semblable et certain est  $\omega$  Cen (voir chapitre suivant).

Au total, ce sont près de 15 200 sources qui ont été détectées sur l'image *V* sommée et environ 14 000 en *I*, avec *DAOPHOT*; les temps de poses adoptés étaient donc bien équilibrés. Le diagramme couleur-magnitude pour 9640 sources en *VI* obtenu en se restreignant comme dans la FIG. 3.7 à une zone centrée sur le noyau de NGC 1851 montre en effet une série principale assez large. Dans cette région de  $\pm 6.5$  autour du centre de l'objet, une forte contamination par des étoiles de champ est peu probable vu la latitude relativement élevée de l'amas ( $b \sim -35^\circ$ ), mais un élargissement dû au moins partiellement à des binaires est possible. L'extinction est en outre relativement incertaine dans la région de NGC 1851, les estimations variant de  $E_{B-V} = 0.02$  à 0.13. Enfin, cet AG est également intéressant pour sa branche horizontale HB bi-modale (discussion du 2<sup>nd</sup> ou du "3<sup>e</sup> paramètre") avec une nette concentration sur la partie rouge de la HB visible en FIG 3.7, ainsi qu'une extension concernant quelques membres se prolongeant vers le bleu.

Comme on peut le constater en FIG. 3.8, la distribution spatiale des membres qui ont été sélectionnés dans le diagramme signal-sur-bruit du CMD est régulière, sans isophote vraiment perturbé. En fait le champ de la caméra *WFI* est un peu limité, on atteint juste le rayon de marée de l'objet sur les bords de l'image, estimé à  $r_t \simeq 12'$ . L'image en *V* est à peine saturée dans l'extrême cœur de l'amas, qui est le plus brillant noyau de tous les objets de la liste de Harris avec une magnitude surfacique centrale estimée à  $\mu_V \simeq 14.15$  mag/arcsec<sup>2</sup>, c.-à-d. encore plus marquée que celle de Messier 15. En *I* par contre, plusieurs sources sont saturées et débordent, d'autant plus que le seeing est meilleur qu'en bande *V* avec  $1''$  environ. Cette saturation centrale et l'utilisation de *DAOPHOT* limitée à un seul passage expliquent le comptage déficient dans le cœur de l'objet (revoir FIG. 3.7).

Remarque : le seeing en tout début de nuit (nous avons en effet commencé les observations par NGC 1851 en *V*) était médiocre au 2m20, autour de  $1.5''$ , à cause de la turbulence thermique provoquée par la route goudronnée qui passe juste devant la coupole. Depuis, la "route des crêtes" de La Silla a été repeinte en blanc de sorte à limiter ces effets.

## NGC 5634

Cet amas, petit ( $r_t \simeq 8'$ ) et concentré ( $c = 1.6$ ) est situé à haute latitude galactique, dans une zone quasiment pas absorbée de la Vierge (14h29m37.2,  $-05^\circ 58' 35''$  J2000.0 soit  $b \simeq +50^\circ$ ). Aucune étude récente de l'objet ne semble avoir été entreprise, sans doute en partie car une étoile relativement brillante de magnitude visuelle  $V = 8$ , située juste

<sup>3</sup>Réalisées d'ailleurs à l'aide du 2m20 de La Silla, mais le détecteur de l'époque était un "minuscule" CCD RCA de  $512 \times 320$  pixels — soit 400 fois moins d'éléments que la caméra *WFI* faite de 8 CCDs  $4k \times 2k$  pixels !

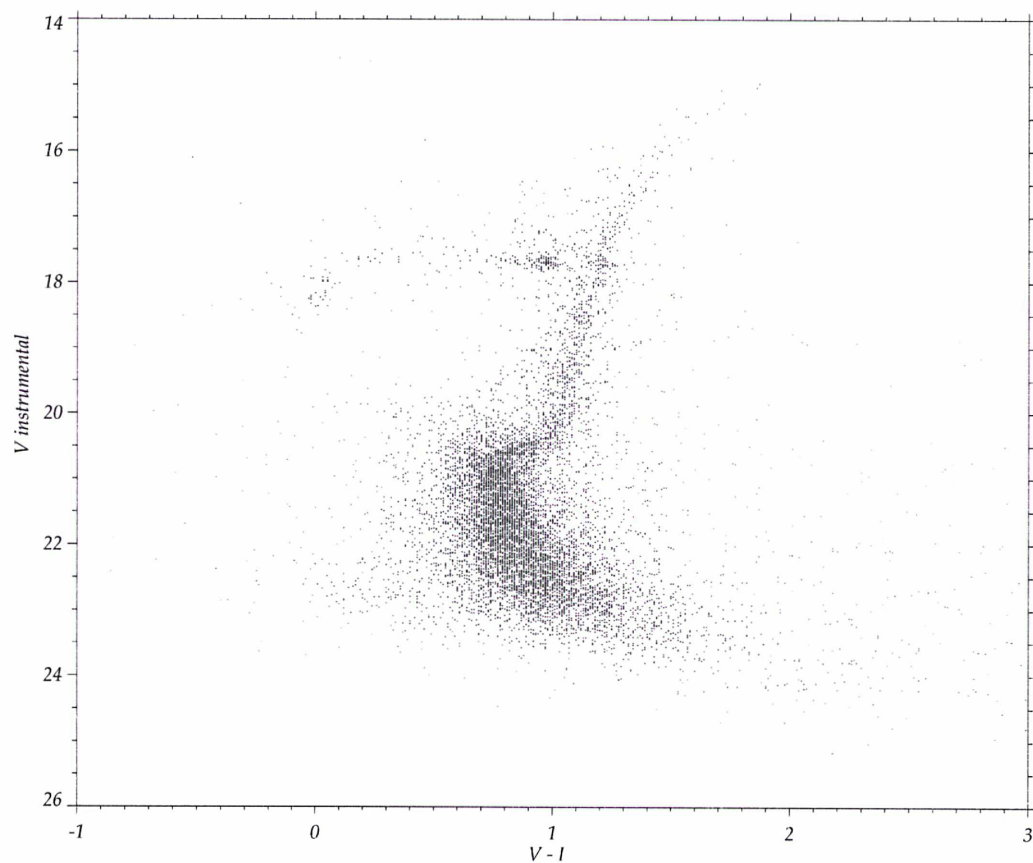
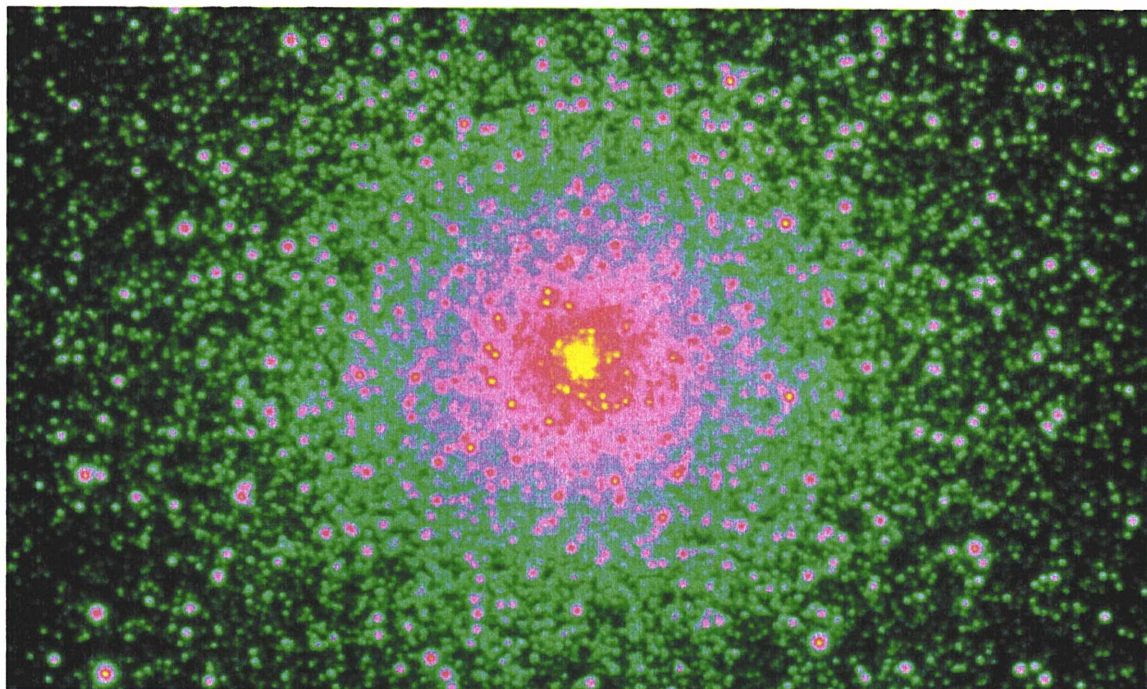


FIG. 3.7 – Diagramme couleur–magnitude  $VI$  d’une zone de  $15' \times 12'$  centrée sur l’amas NGC 1851 (en magnitudes instrumentales). L’image en  $V$  correspondante est montrée au-dessus. Elle résulte de la coaddition de 5 poses décalées. Notez que seule la partie la plus interne du noyau est proche de la saturation (la couleur jaune correspondant à des pixels ayant plus de 60 kADUs), l’amas étant particulièrement concentré avec  $c = 2.32$ .

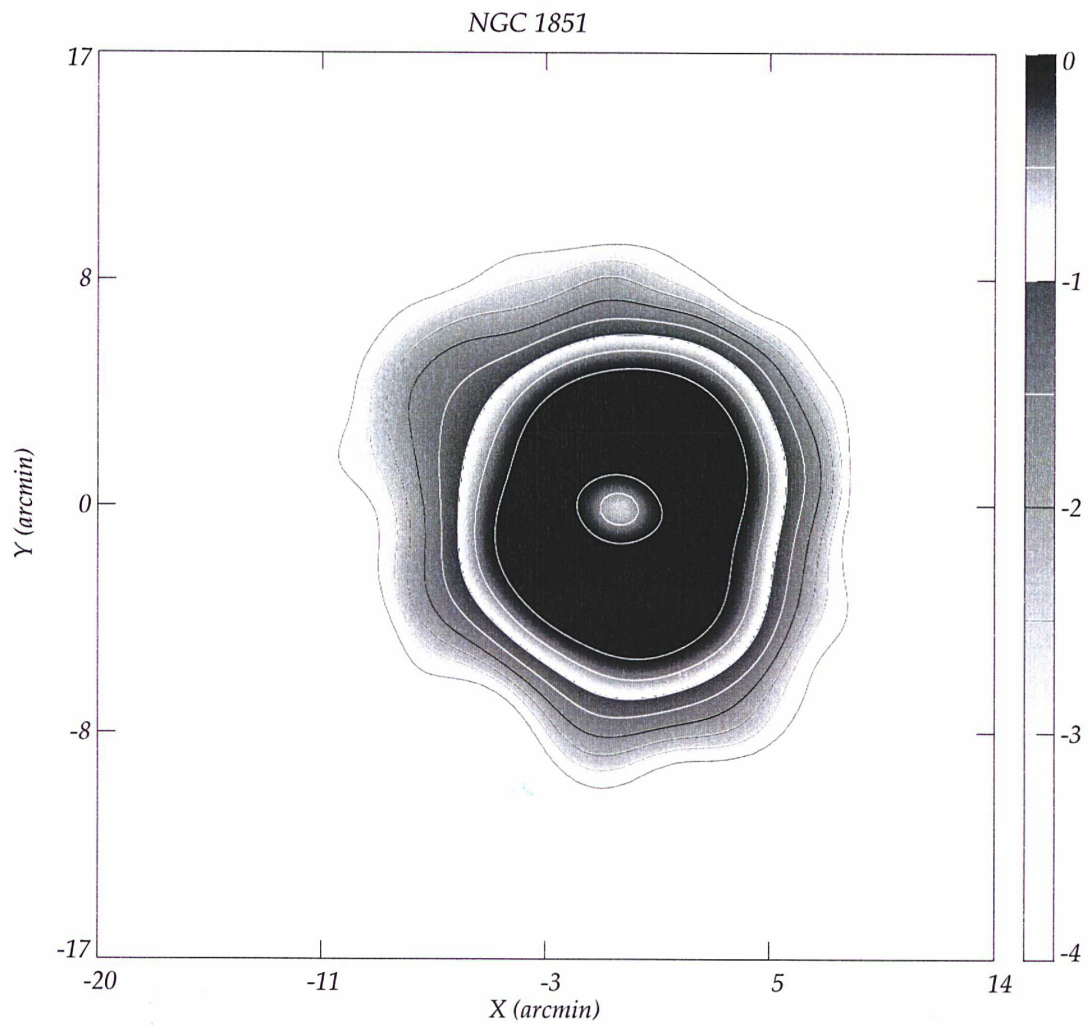


FIG. 3.8 – Distribution spatiale lissée par ondelettes (coaddition de plusieurs plans de l'algorithme de Bijaoui [1991]) des membres probables de NGC 1851 ; le centre du champ correspond aux coordonnées  $\alpha_{J2000.0} = 05^{\text{h}}14^{\text{m}}06^{\text{s}}.3$  et  $\delta_{J2000.0} = -40^{\circ}02'50''.2$ . Les isophotes externes sont assez réguliers, la sous-densité au centre étant principalement due à la forte saturation du noyau dans les poses en bande  $I$ . Le N est en haut et l'E à gauche.

au Sud-Est de la concentration centrale, perturbe l'analyse. Le contraste entre ce phare et les membres de l'amas est d'autant plus gênant que l'AG est éloigné de 26 kpc du Soleil, donnant une magnitude assez faible de la HB à  $V = 17.75$ . Sur les données de la caméra *WFI*, les images de NGC 5634 ont un très bon seeing — particulièrement en  $V$  avec  $0''.7$ .

Un simple passage avec *SExtractor* a été fait sur les images dans les bandes  $V$  et  $I$  (il s'agissait du premier amas utilisé pour des tests), sans filtre et à un seuil conservatif de  $3\sigma$ . Comme il fallait s'y attendre, il n'a donc aucune détection dans le centre de l'amas (voir le comptage brut dans l'image  $V$ , FIG. 3.9), qui a simplement été masqué pour l'analyse du CMD. Un premier anneau proche de l'amas a servi de CMD "objet" (rayon interne de  $1.5'$  et externe de  $4'$ ), tandis qu'un anneau choisi près des bords (de  $10'$  à  $13'$ ) a été considéré comme le CMD du champ de contrôle. On peut voir FIG. 3.10 que les isophotes externes sont très circulaires, sans trace de queue de marée ni de compression.

### NGC 5824

L'amas globulaire NGC 5824 est projeté dans un champ relativement riche, à cause de sa latitude galactique moyenne de  $b \sim +22^\circ$ , mais dénué d'étoiles brillantes (voir FIG. 3.11). Une absorption non négligeable est présente autour de  $E_{B-V} \simeq 0.12$ ; elle demeure relativement homogène dans le champ de la caméra *WFI* (l'extinction augmentant considérablement au-delà du coin Sud-Est). Plusieurs galaxies sont d'ailleurs visibles autour et même en arrière-plan de l'amas. Le seeing moyen des images est bon avec  $0''.9 \pm 0''.1$ . La seule étude moderne pleinement consacrée à NGC 5824 est celle de Cannon et al. [1990]. C'est un objet extrêmement concentré — avec  $c \simeq 2.45$  c.-à-d. très proche d'un amas ayant subi une contraction du cœur (ou "core-collapsed cluster") — et distant de  $d \sim 32$  kpc, ce qui donne une  $V_{HB} \simeq 18.5$ ; l'éloignement au Centre Galactique étant de  $R \sim 26$  kpc. Il s'agit donc ici d'étudier les membres relativement brillants pour notre étude structurale.

Après avoir retenu plus de quatre mille membres probables (notez en particulier la sélection de la branche horizontale HB dans la FIG. 3.12, haut), la distribution spatiale de l'amas ne présente pas de queue de marée étendue (FIG. 3.12). En fait, le rayon de marée  $r_t$  de cet AG assez massif (magnitude absolue visuelle  $M_V \simeq -8.9$ ) correspond exactement à la distance centre-bord du champ de la caméra *WFI* soit  $15'$ ; il faudra attendre le *VLT Survey Telescope* (VST) muni de la caméra  $16k \times 16k$  pixels  *$\Omega$ Cam*, ou bien *MEGACAM* (vu le positionnement quasi-équatorial de l'AG) avant d'aller deux fois plus loin... Par contre, même pour ces zones relativement internes, un allongement Nord-Sud paraît assez net avec une ellipticité de  $e \simeq 0.15$  environ, comme décelé par Grillmair et al. [1995] à plus grande échelle. Cette élongation semble perpendiculaire à la direction du Plan galactique, qui se situe vers l'Est. La compression selon  $Z$  paraît plutôt remarquable vu l'éloignement de l'amas, qui est situé à 12 kpc au-dessus du Plan.

### 3.3.2 Conclusion sur les amas globulaires

Sur ces quelques exemples, on peut se rendre compte que les données de mosaïques de CCDs actuelles sont encore limitées par un champ qui n'est pas assez étendu pour les AGs facilement accessibles avec des télescopes de la classe des deux mètres avec des temps de pose raisonnables, i.e. limités à quelques dizaines de minutes. Cependant l'étude à haute précision photométrique des zones plus "internes", typiquement jusqu'à une dizaine de fois le rayon de demi-lumière des AGs, est idéale pour ces instruments.

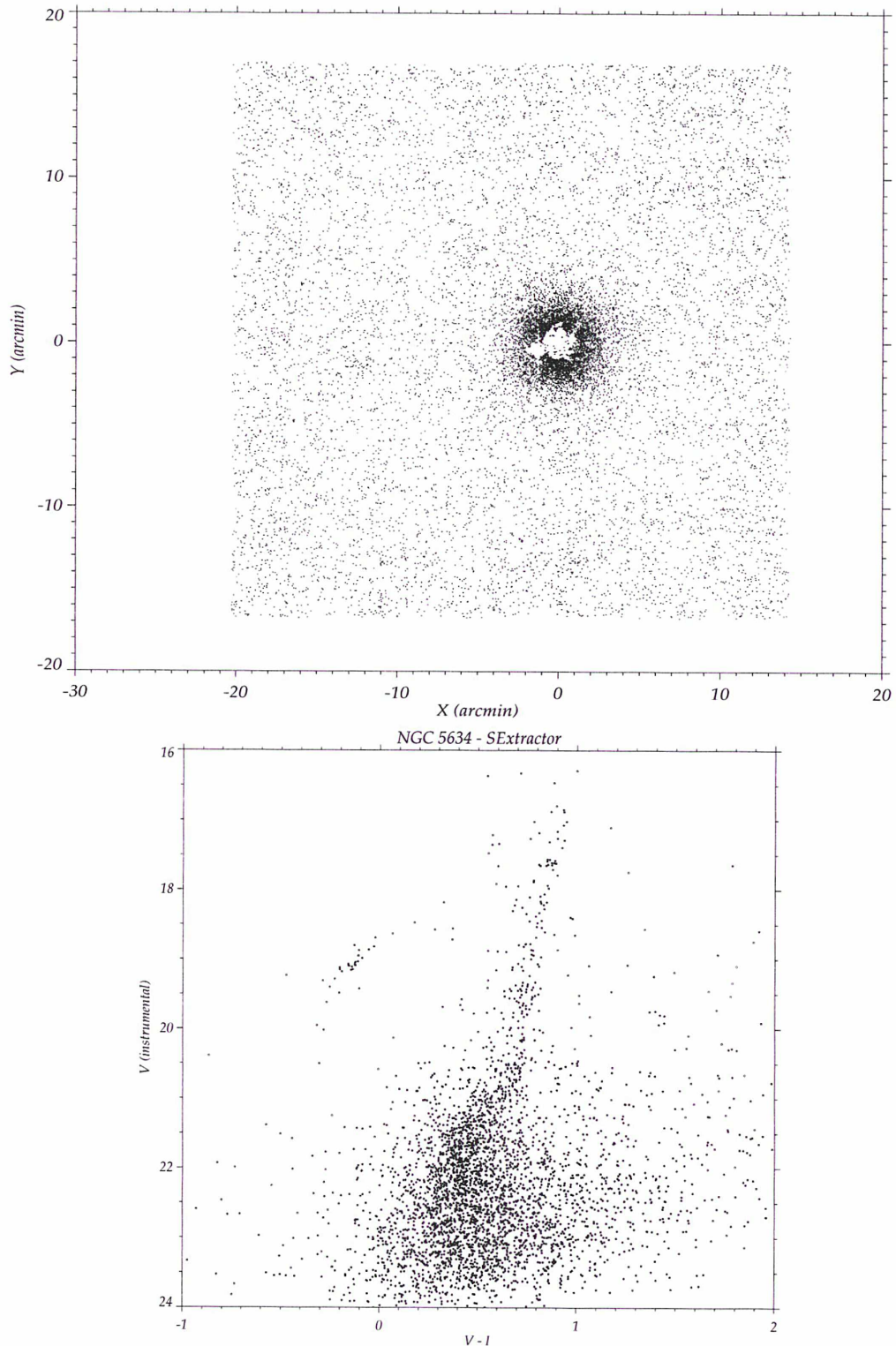


FIG. 3.9 – **Haut** : comptage brut des sources détectées par *SExtractor* sur l'image non convoluée en *V*, coaddition de cinq poses sur NGC 5634. L'inefficacité de l'extraction est évidente dès que le champ devient dense (rien n'est détecté dans le centre de l'amas, surtout sans filtrage) et la présence du "phare" (avec halo et aigrettes de diffraction) situé juste au Sud-Est biaise également fortement le comptage dans la périphérie de l'objet. Le centre du champ est aux coordonnées  $\alpha_{J2000.0} = 14^{\text{h}}29^{\text{m}}37^{\text{s}}.2$  et  $\delta_{J2000.0} = -05^{\circ}58'35''$ . Sur l'image, le N est en haut, l'E à gauche. **En bas** : CMD de NGC 5634 réalisé simplement avec *SExtractor* (moins de 4000 sources mises en correspondance entre les catalogues *V* et *I*) permet quand même d'avoir la structure de la BH très bleue, la RGB et le coude.

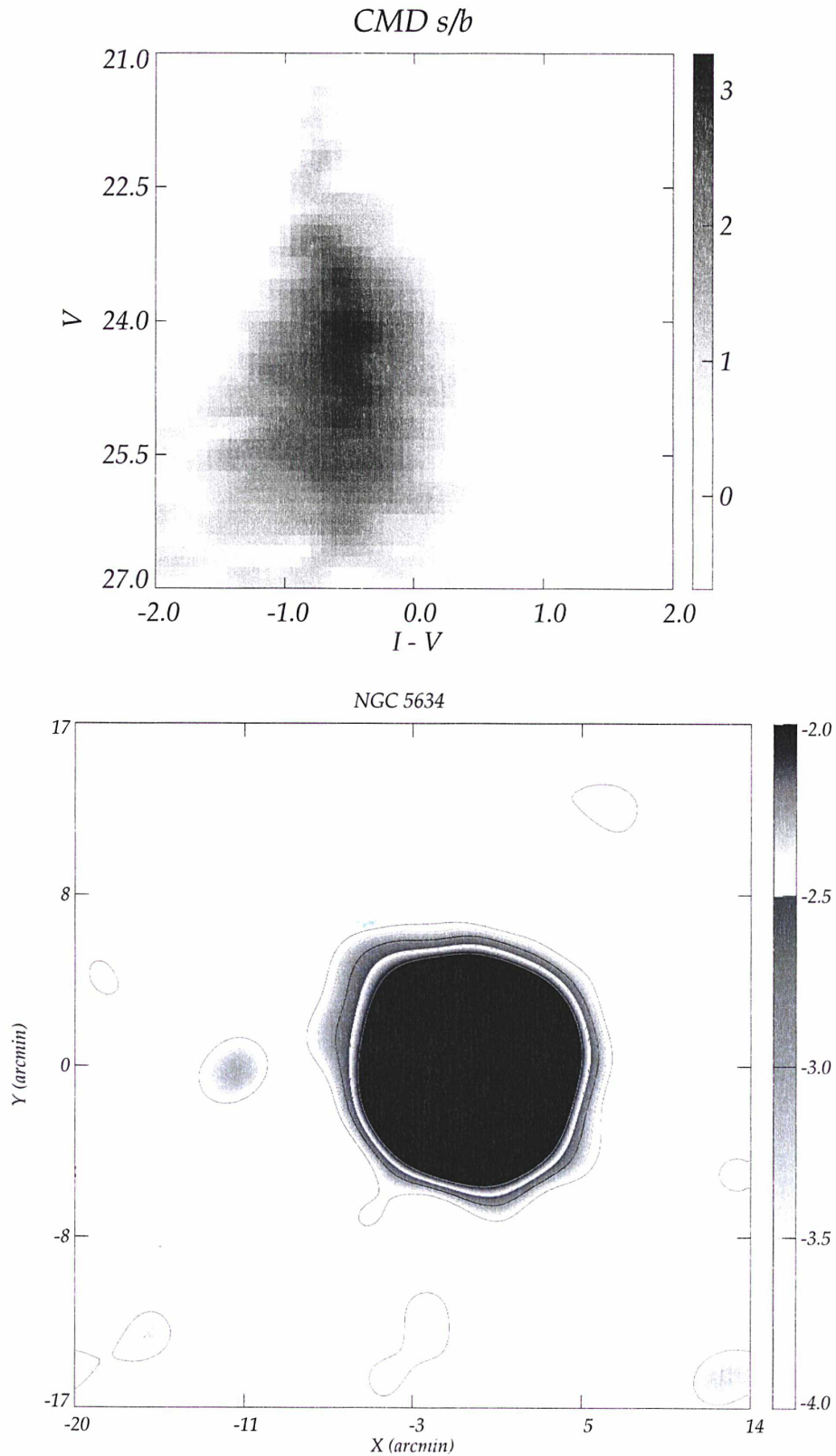


FIG. 3.10 – **En haut** : signal sur bruit du CMD de l'AG NGC 5634 (on rappelle qu'il s'agit de magnitudes *MAG\_AUTO* instrumentales *SExtractor* ici, imprécises car le champ est dense). La densité spatiale des sources (ponctuelles) sélectionnées est représentée **en bas** ; le centre de l'image est masqué à un niveau constant car non utilisable avec *SExtractor*. Même pour les faibles densités, la forme globale reste régulière (N en haut, E à gauche).

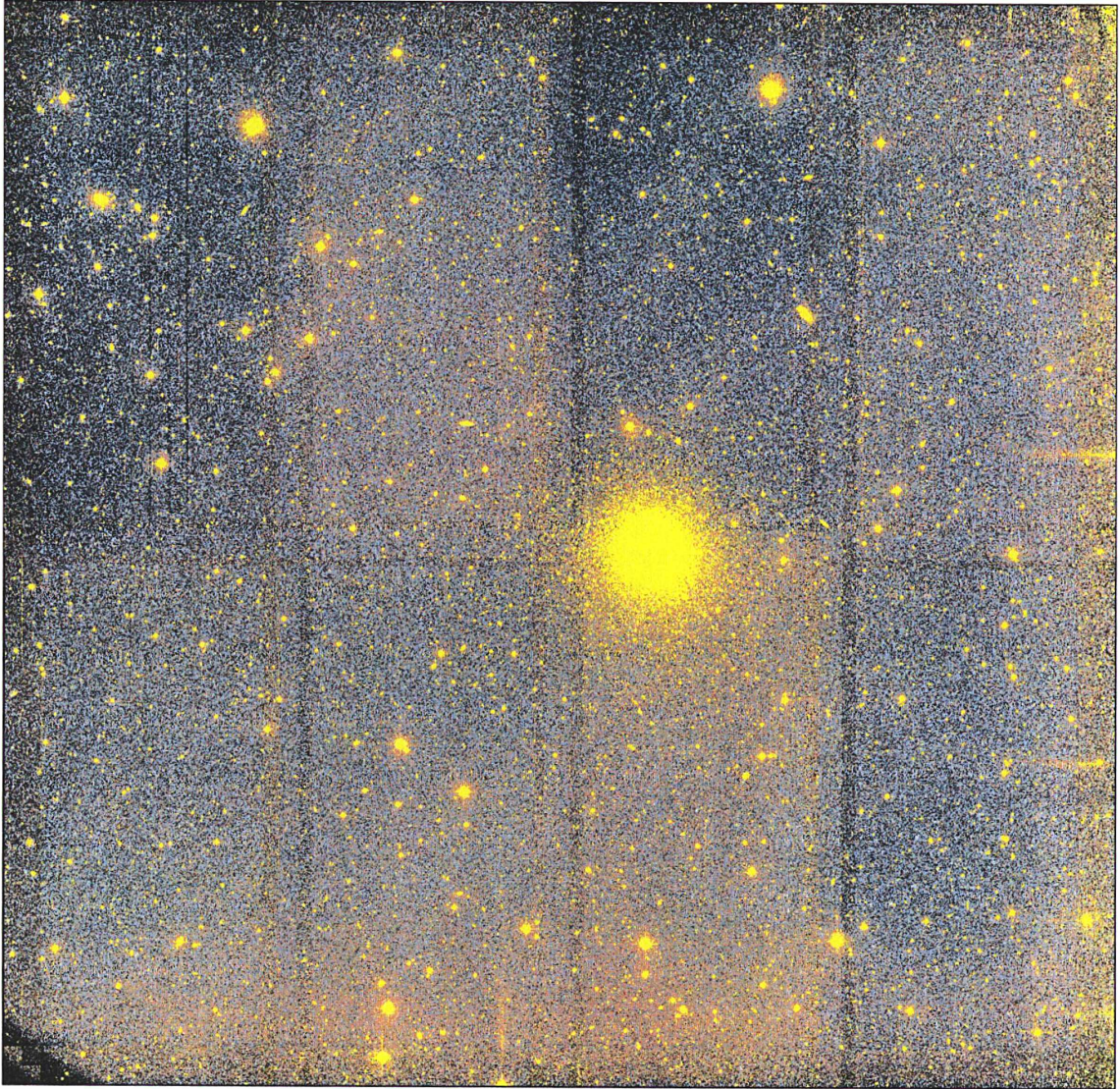


FIG. 3.11 – Image à haut contraste du champ de NGC 5824. Cette image résulte de la coaddition de cinq poses individuelles et légèrement décalées en  $V$  avec la caméra  $WFI$ . Les ex-interstices entre les matrices sont assez clairement visibles, essentiellement comme des zones à plus bas rapport S/B. Des petites différences de niveaux (de l'ordre de  $\simeq 1.5\%$  à  $2\%$  au maximum) subsistent entre certains CCDs ; un “*super flat*”, c.-à-d. une PLU réalisée à partir des poses sur les objets eux-mêmes (images de champs célestes), n’a en effet pas été utilisé en  $V$  afin de ne pas ajouter de bruit. On note que le coin Sud-Est reste également sensiblement vignetté. Sur l’image, le Nord est en haut, l’Est vers la gauche.

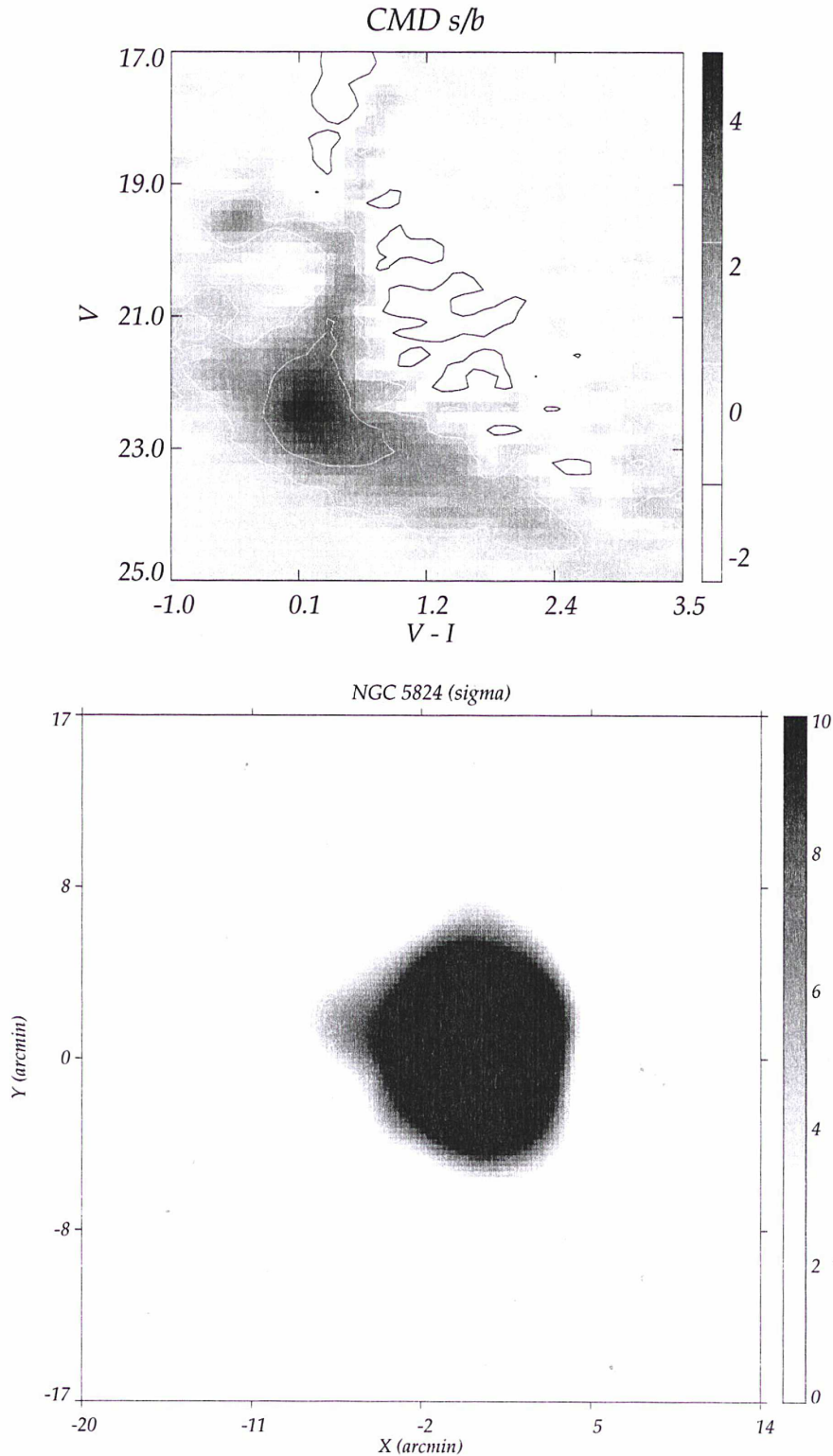


FIG. 3.12 – Signal sur bruit dans le CMD pour l'amas globulaire NGC 5824 (en haut). La branche horizontale est sélectionnée en partie dans le masque définissant les 4000 membres les plus probables. **En bas** : une fois lissée par ondelettes, la structure de l'amas est clairement allongée (ellipticité  $e \simeq 0.15$  en projection) dans la direction Nord-Sud, mais sans indication certaine de queue de marée;  $(X, Y) = (0, 0)$  correspond aux coordonnées  $(15^{\text{h}}03^{\text{m}}58^{\text{s}}.5, -33^{\circ}04'03''.8)$  en  $J2000$ . L'Est est vers la gauche, le Nord en haut.

### 3.3.3 Images de la caméra *CFH12k*

Il reste enfin les données *CFH12k* à traiter. Deux nuits (13 au 14 et 14 au 15/07/1999) au télescope Canada–France–Hawaï avaient en effet été accordées (demande 99 – IF 12).

Les cibles ont d'abord été choisies en sachant que le TS local au début du crépuscule astronomique est de 15h30 à la mi-juillet, et que la nuit noire dure alors huit heures seulement. D'où une restriction à des objets dont  $15\text{h} < \alpha < 24\text{h}$  environ. Un choix d'à peu près  $-15^\circ < \delta < +55^\circ$  assurait aussi une masse d'air acceptable depuis le *Mauna Kea*. D'autres critères plus "intrinsèques" au type d'objet (richesse, propreté du champ, etc.) ont permis d'affiner la sélection à sept amas globulaires prioritaires (plus quatre amas ouverts, voir section 2.7.3 pour les deux AOs ayant effectivement pu être observés).

Par rapport à la liste initiale, les amas globulaires suivants ont finalement été observés :

1. M12 ( $\equiv$  NGC 6218) : 5 poses de 300 s en *V* et *R* plus 5 de 180 s en *I* — l'amas, brillant, saturait trop fortement dans la seule pose de 300 s testée dans cette bande — avec un bon seeing de 0''85 en moyenne. Des cirrus étaient sans doute présents ;
2. NGC 7492 :  $5 \times 300$  s dans les deux bandes *V* et *R*, seeing de 0''8 à 1'' (ciel clair) ;
3. NGC 6229 :  $5 \times 300$  s en *V*, *R* et *I*, excellent seeing de 0''6–0''8 mais avec des cirrus ;
4. Palomar 13 : 3 poses de 600 s en *V* et *R* (seeing 0''7), l'objet — au zénith — étant faible même pour un 4 mètres ; plus un essai en *I* de 600 s, mais le fond de ciel montait déjà fortement (fin de la 2<sup>e</sup> nuit). Ciel clair à défaut d'être photométrique.

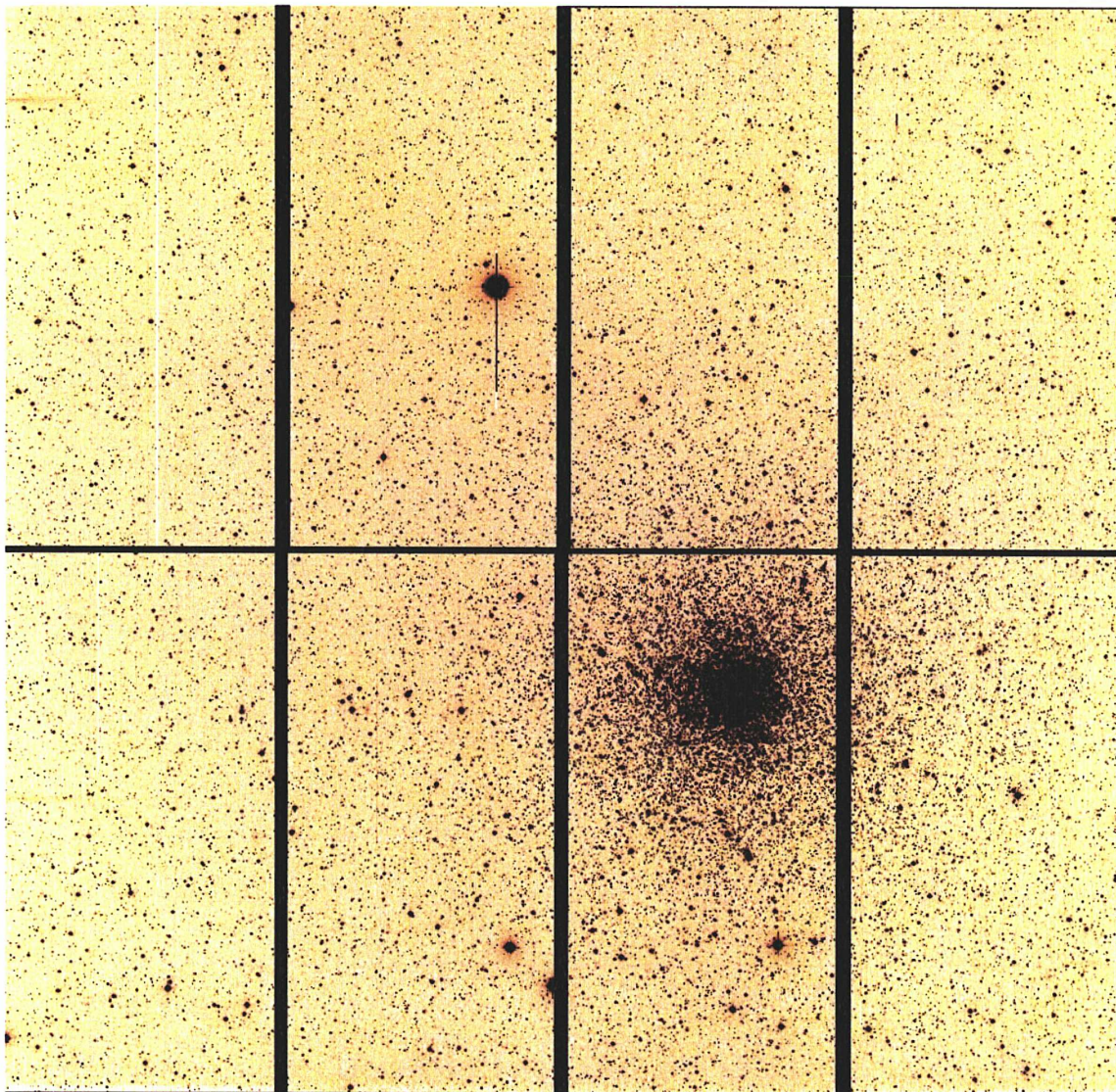
Les intégrations sur les autres amas globulaires (et sur la moitié des AOs, donc) n'ont pu être réalisées par manque de temps. En effet, suite à un incident technique (obturateur bloqué), plus de trois heures d'observations ont été perdues lors de la 2<sup>e</sup> nuit au *CFHT*.

### 3.3.4 Données EIS pré-réduites

Des données pré-réduites par l'équipe EIS de l'ESO viennent d'être lues sur la nouvelle station du *CAI*. Elles concernent un échantillon d'amas globulaires observés au télescope de 2m20 muni de la caméra *WFI*. Trois images dans chacune des bandes *B*, *V* et *I* ont été prises, avec une pose courte de 20 s et deux intégrations longues de 4 minutes. La liste des objets est visible dans la table 3.2 ; on montre aussi l'image d'un AG (NGC 6397) en FIG. 3.13. Il s'agissait en fait des premiers essais pour les observations préparatoires au relevé *Pre-Flames*. Les franges des images en *I* n'ont pas été enlevées ce qui limitera la qualité de la photométrie si on ne peut les corriger. Des procédures automatisées pour le passage successif de *SExtractor* sur chacun des 8 CCDs de la caméra *WFI* et la mise en correspondance des catalogues en 3 couleurs associés seront utilisées. La photométrie des objets sera évidemment moins bonne qu'avec *DAOPHOT*, mais des résultats corrects pour l'étude de la structure assez externe des objets peuvent être rapidement envisagés.

TAB. 3.2 – Liste des amas globulaires observés en *BVI* par l'ESO – EIS.

Objets observés	Intégrations <i>BVI</i>	Remarques
NGC 6218 (M12)	2×20s + 2×240 s	Bon candidat, champ propre
NGC 6397	1×20s + 2×240 s	Amas brillant, fond riche
NGC 6544	1×20s + 2×240 s	Extinction très variable...
NGC 6809 (M55)	1×20s + 2×240 s	Amas brillant, bon champ
Champ vers M2	1×20s + 2×240 s	Champ vide proche de M2
NGC 6752	1×20s + 2×240 s	AG très étendu, champ propre
NGC 6541	1×20s + 2×240 s	AG assez petit, champ modéré
NGC 6681 (M70)	1×20s + 2×240 s	Objet peu étendu, champ propre
NGC 6656 (M22)	1×20s + 2×240 s	Brillant mais fond trop dense
NGC 6717	1×20s + 2×240 s	AG faible très proche d'un phare
NGC 6723	1×20s + 2×240 s	Bel AG mais dans nébulosités <i>CrA</i>

FIG. 3.13 – Pose en *B* de 4 min sur l'amas proche NGC 6397 avec la caméra *WFI*. Tous les AGs ont été décalés sur le CCD #55 afin que leur centre ne tombe pas sur les interstices.

## Chapitre 4

# Naines sphéroïdales

### 4.1 Lien avec les amas globulaires ?

Certains amas globulaires sont particulièrement massifs avec des magnitudes absolues visuelles dépassant  $M_V = -10$ . Dans la Galaxie, c'est le cas d'Omega du Centaure, avec une estimation de  $M_V \simeq -10.2$ , valeur que certains considèrent comme trop importante pour un AG "normal". Citons aussi le cas remarquable de l'amas globulaire G1 dans Messier 31 qui assemble plus de  $10^7 M_\odot$  (Meylan et al. [2001]). Les luminosités élevées de ces rares objets recouvrent pratiquement celles des galaxies les moins lumineuses, et la présence probable de plusieurs populations stellaires dans les AGs géants a récemment laissé à penser qu'il y avait là un lien à faire avec les galaxies naines sphéroïdales ou plus vraisemblablement les naines elliptiques, en particulier celles déjà nucléées dE(n). Le fait que le 2<sup>e</sup> AG le plus massif de la Galaxie, M54, occupe le centre de Sgr la galaxie naine du Sagittaire peut renforcer cette hypothèse. En fait, la plupart des AGs très massifs (exemples de NGC 6388 ou même NGC 6441) pourraient être ce qu'il reste d'une galaxie naine elliptique détruite par friction dynamique lors des passages à travers le Disque et dans les zones denses du Bulbe (voir Majewski et al. [1999] ou Hilker & Richtler [2000]).

#### 4.1.1 $\omega$ du Centaure

Avec ses  $\sim 7.10^6 M_\odot$ , un aplatissement relativement élevé (ellipticité  $e \simeq 0.12$ ), ainsi qu'une orbite proche du Plan galactique et rétrograde (groupe de NGC 362 et de M56),  $\omega$  du Centaure ( $\equiv$  NGC 5139) est clairement un objet à part dans la Galaxie. On pourrait penser qu'il représente une classe de transition vers les galaxies les moins lumineuses. Cependant, en utilisant un diagramme de Kormendy ( $\mu_V^0, r_c$ ), où  $\mu_V^0$  est la brillance surfacique (bande V) maximale et  $r_c$  le rayon de cœur de l'objet,  $\omega$  Cen se place clairement dans la classe globulaire — ce qui n'exclut en rien ses origines possibles de galaxie naine.

En fait, si on regarde un diagramme couleur-magnitude assez profond de l'objet,  $V-I, V$  représenté ici en FIG. 4.1, la branche horizontale (clairement bleue) et la séquence principale — même si cette dernière est un peu trop large pour pouvoir être seulement expliquée par les erreurs photométriques — paraissent vraiment assez typiques de l'AG Galactique "moyen". Les images de  $\omega$  Cen ont été récupérées à l'ESO, elles font partie des premières données de la caméra *WFI* prises pour la phase d'essais au mois de janvier 1999 (pour laquelle nous avons proposé des cibles). L'extraction des sources a été réalisée avec le logiciel *DOPHOT* (site <http://arcturus.mit.edu/~schech/dophot.html>, voir aussi l'article de Schechter et al. [1993]) dont quelques paramètres (erreurs photométriques et qualité de l'ajustement de la fonction d'appareil) sont présentés FIG. 4.2.

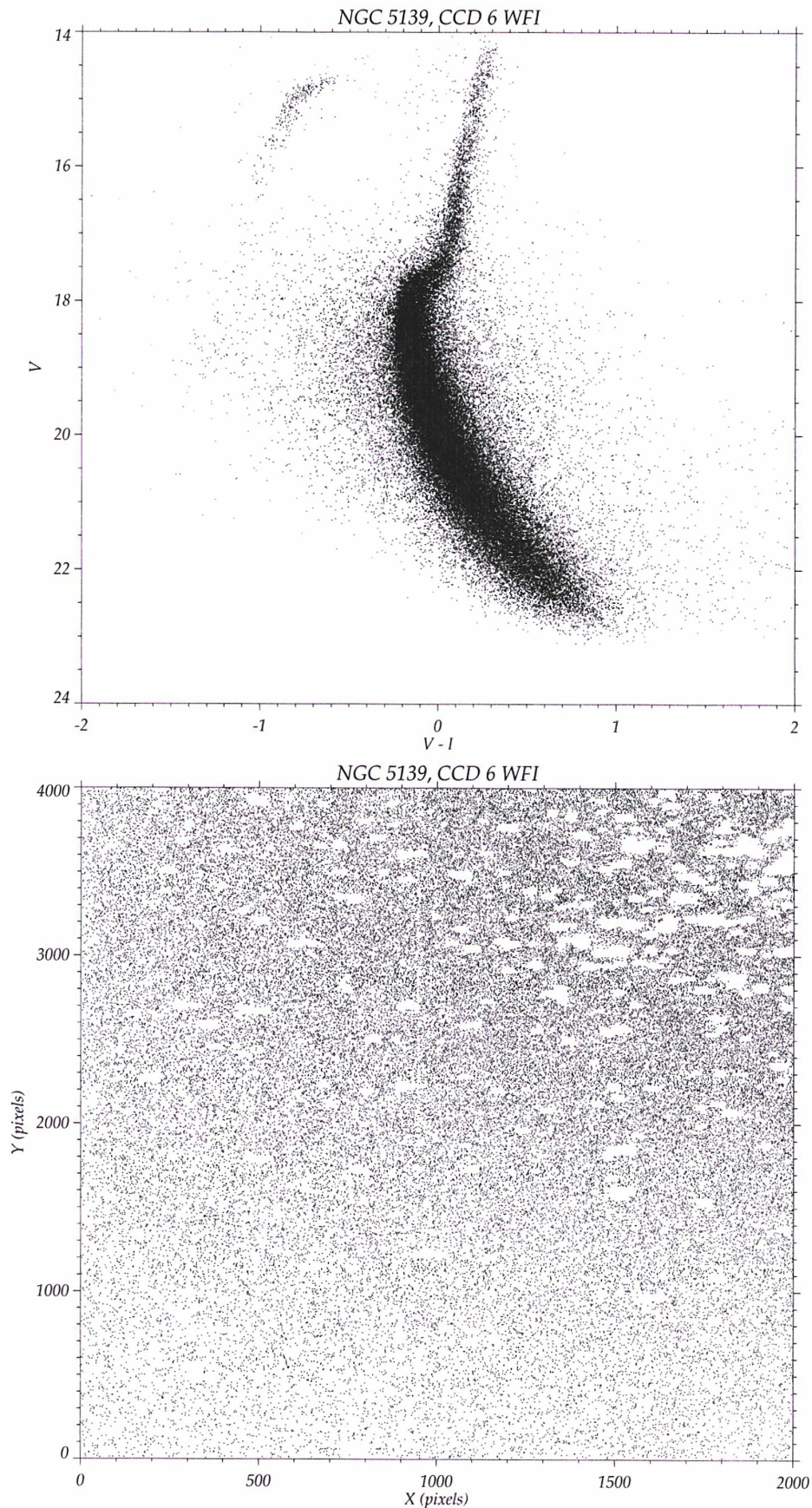


FIG. 4.1 – Diagramme  $V - I, V$  de  $\omega$  Centauri basé sur un seul CCD de la caméra *WFI* dont on peut voir le comptage au-dessous (des vides de détection apparaissent autour des étoiles saturées). Les temps de pose en  $V$  et en  $I$  sont de 200 s et 150 s respectivement.

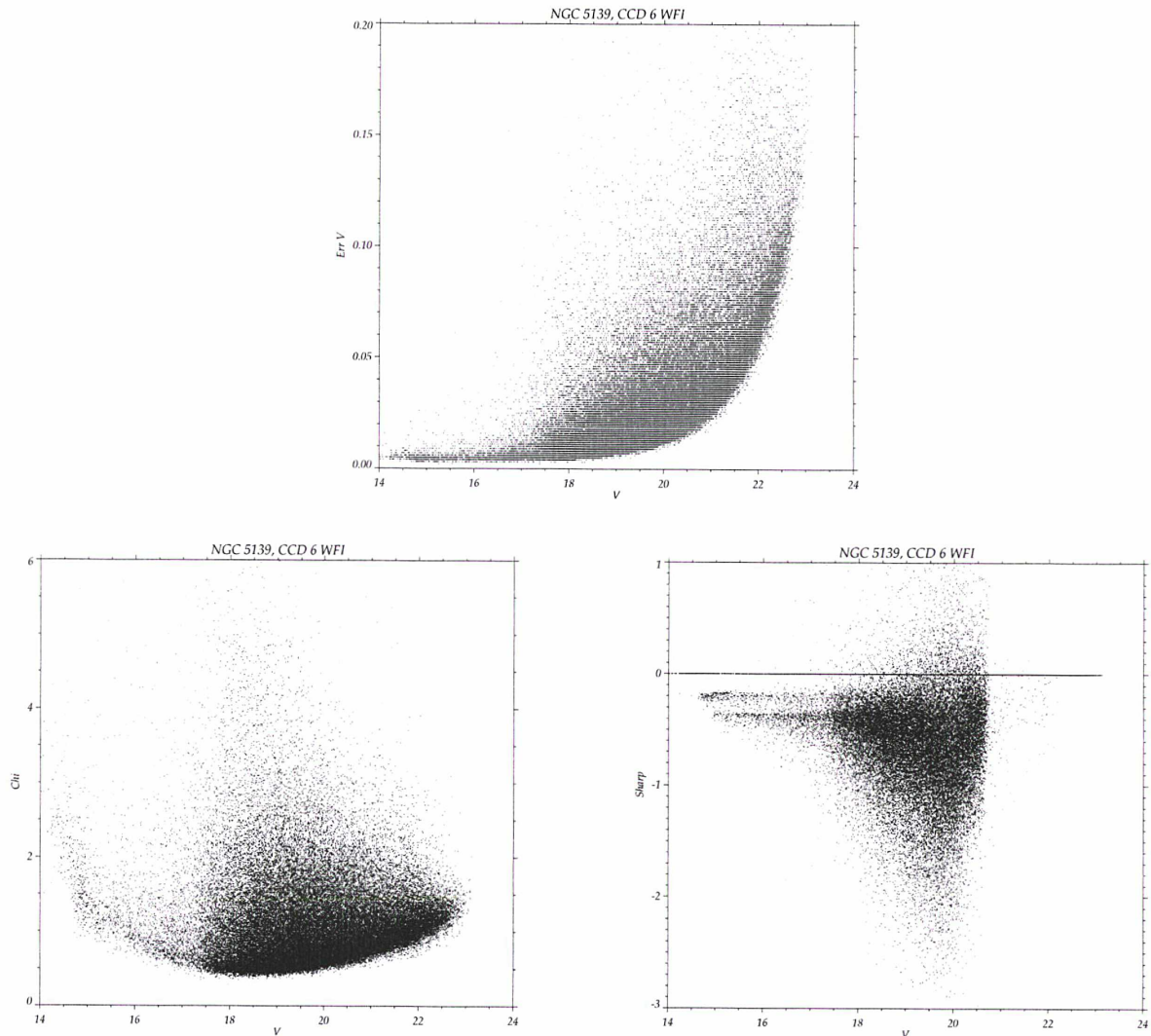


FIG. 4.2 – Les quelques 64 000 sources du seul CCD #55 de la caméra *WFI* pointé vers une zone au Sud-Est du centre de  $\omega$  Cen, sur une pose test de 200 s en *V* au télescope de 2m20 de La Silla, ont été extraites avec *DOPHOT* pour donner le CMD  $V - I, V$  présenté dans la figure précédente. On peut voir que les erreurs photométriques (**en haut**) restent raisonnables jusqu'à la limite de détection vers  $V \sim 23$  (saturation en-deçà de  $V \sim 13.5$ ).

Par contre, sur des données moins profondes où la branche des géantes rouges (RGB pour abrégé) n'est pas saturée, il apparaît un phénomène intéressant : cette RGB est très large alors qu'à ces magnitudes là on ne s'attend pas à de fortes erreurs photométriques. Pancino et al. [2000] ont pu détecter une RGB double, voire quadruple pour Rey et al. [2001]. En outre, la plus peuplée des branches paraît plus jeune de quelques Gyr. Cette co-existence de plusieurs populations stellaires au sein d'un même objet renforce l'hypothèse d'une origine de galaxie naine pour  $\omega$  Cen — à moins que l'amas ait accréte des étoiles lors de son orbite. Rappelons pour finir cette brève section que l'on découvre encore régulièrement des naines dans le Groupe Local (chap. 5), avec l'exemple récent de *Cetus* (Sarajedini et al. [2001]), ou dans son environnement (Karachentsev et al. [2001]).

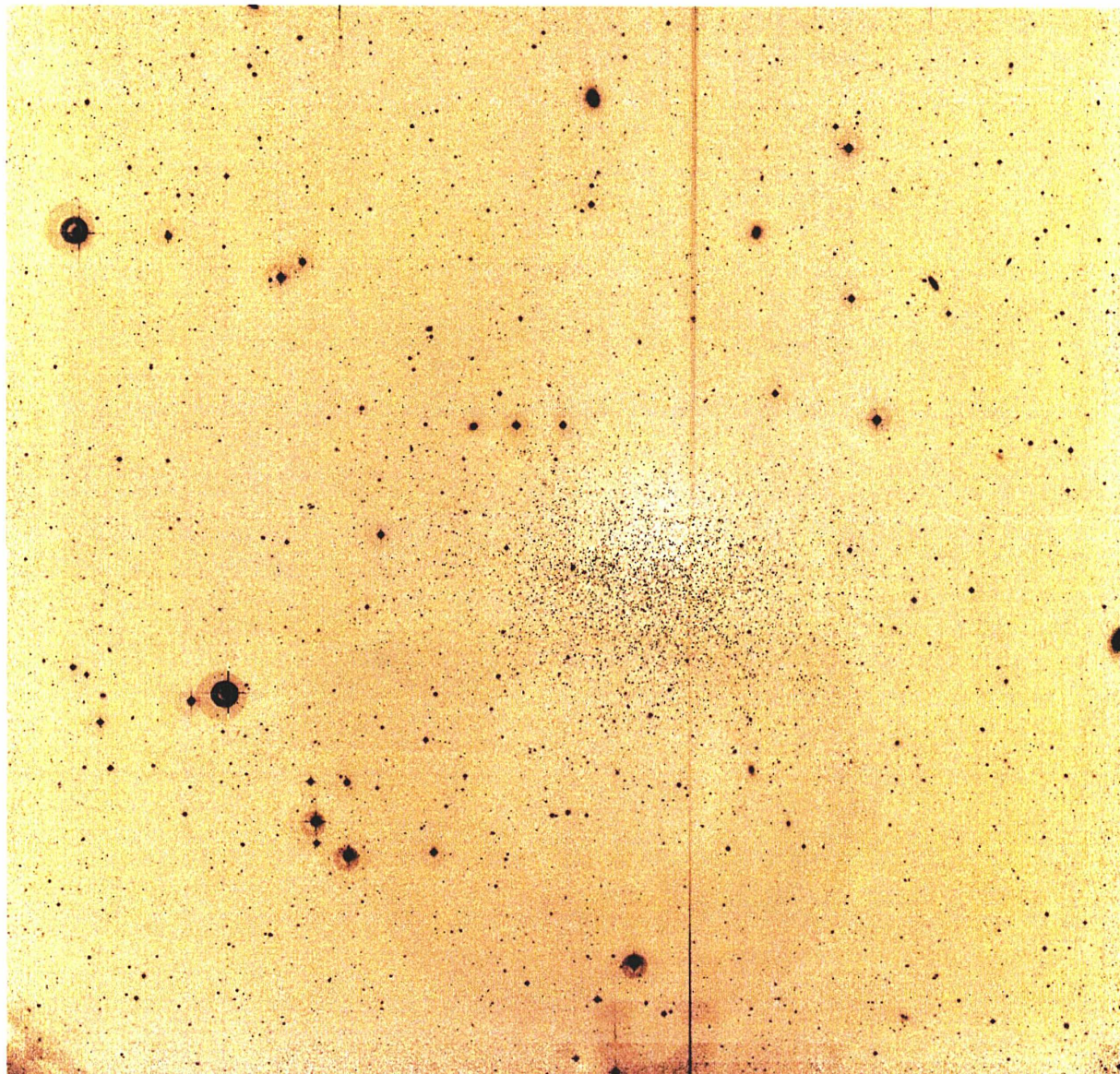


FIG. 4.3 – *Leo I* : image *WFI* résultant de l’empilement de dix poses en *I* décalées.

## 4.2 Exemple de *Leo I*

Durant la même nuit du 16 au 17 mars 1999 au télescope ESO/MPI de 2m20 équipé de la caméra *WFI* (revoir le chapitre précédent sur les amas globulaires), treize poses individuelles sur la galaxie naine sphéroïdale *Leo I* ( $\equiv$  UGC 5470, dSph satellite de notre Galaxie) ont été prises dans chacune des bandes *V* et *I*. On a réutilisé deux fois le motif habituel des cinq poses centre/coins d’un carré, en décalant simplement de  $45''$  vers le Nord à deux reprises (à la fin de chaque séquence de pavage, la dernière étant tronquée à 3 poses). Bien que la position de la galaxie soit loin d’être idéale depuis La Silla (avec  $\delta^{Leo I} \sim +12^\circ$ ) — mais aussi et surtout car *Leo I* est située à proximité immédiate ( $20'$  au Nord à peine) de *Regulus*, étoile de magnitude  $V \simeq 1.4$  — les images sont de bonne qualité à l’exception des trois dernières expositions en *I* de la séquence de pavage finale qui ont dû être intégrées à plus grande masse d’air. Un gros problème de suivi a alors provoqué un allongement sensible des objets. Ces images n’ont pas été utilisées pour la coaddition en *I* qui correspond tout de même à un temps total d’exposition de 50 min.

La FIG. 4.3 montre le résultat de la coaddition de la dizaine des meilleures poses en  $I$  sur *Leo I*. Les différences entre les CCDs sont quasiment invisibles grâce à l'utilisation d'une PLU réalisée en prenant la médiane de multiples images de champs célestes (technique du "super flat"), et les fortes franges initiales ont été soustraites. Une grosse mais faible image fantôme (3/4 d'anneau) due à la proximité immédiate de  $\alpha$  *Leonis* occupe la moitié inférieure du champ, de même qu'une forte diffraction due à la branche N-S de l'araignée. Un problème demeure avec un fond de ciel légèrement plus faible au centre du champ, où l'on a en moyenne  $\simeq 1470$  ADUs i.e. 2% plus bas que dans le reste du champ. Cela vient du fait que toutes les poses utilisées pour créer le motif de franges présentent des traces d'objet dans la région centrale, qu'il est quasiment impossible d'enlever totalement même avec des seuils très bas et une zone de rejet étendue à un rayon de 20 pixels autour de chaque pixel éliminé ("growing radius" de la procédure MSCSTACK d'IRAF/MSCRED, cf. annexe) qui augmente déjà considérablement les temps de calcul.

Les premières tentatives pour l'extraction des sources avec *DAOphot* sur les images sommées ont été testées avec un seuil choisi volontairement très bas, à  $2\sigma$  du fond de Ciel estimé ( $rms \simeq 2$  ADUs). À ce niveau, de nombreuses fausses détections sont faites dans les zones de plus faible S/B, en particulier sur les bords les plus externes où seules deux images en moyenne sont superposées à cause du motif de pavage choisi. Avec un tel seuil trop bas, on peut ainsi voir (en FIG. 4.4) sur la distribution spatiale des sources extraites de nombreuses détections de pics de bruits locaux (ou de cosmiques) sur les bords.

Un nouvel essai de détection a été tenté cette fois-ci avec une seuil plus raisonnable de  $3\sigma$  (voir FIG. 4.5). Dans ce cas de figure, les détections sont plus sûres même si l'on manque quelques sources faibles. Dans la suite, on n'a retenu que les objets possédant de bons paramètres d'ajustement de la PSF (*Chi* et *Sharp*) — voir FIG. 4.2 pour le comportement de ces deux quantités. Il faudrait que *DAOphot* puisse utiliser, comme dans *SEXTRACTOR*, des "cartes" de poids pour tenir compte d'un nombre non constant d'images superposées avec pour conséquence un fond de ciel au rapport S/B clairement variable.

Après analyse en rapport signal sur bruit dans le CMD initial comportant  $\simeq 28\,000$  sources, la distribution spatiale de près de 5600 membres sélectionnés est visible FIG. 4.7. Il n'y a pas de trace évidente d'extension de marée, mais nous sommes là encore limités par le champ de la caméra *WFI*. Des données atteignant clairement la branche horizontale de *Leo I* permettraient d'étudier la répartition des étoiles moins massives (voir Held et al. [2000] pour une première détection). La forme aplatie de la galaxie est par contre bien mise en évidence sur les images de la caméra *WFI* qui sont adaptées à une étude morphologique à moyen rayon. Une analyse plus fine du CMD obtenu pourra peut-être mettre en évidence un possible gradient dans les populations de *Leo I* (aller à la FIG. 4.10).

### Prospective

Une étude plus profonde de *Leo I* sur  $\gtrsim 1\text{''}$  serait donc particulièrement intéressante avec *MEGACAM*, considérant de plus la position zénithale de l'objet à la latitude d'Hawaï. À condition que la caméra soit très soigneusement diaphragmée pour éviter de fortes réflexions parasites de *Regulus* (quitte à décaler systématiquement les images vers le N).

Ajoutons que trois images prises avec la caméra *WFI* sur deux autres naines, *Carina* et *Antlia* n'ont pas pu être utilisées, les objets étant visiblement trop faibles pour l'instrument (un calculateur des temps d'exposition n'était pas disponible alors) vu le temps limité dont nous disposions. On peut voir les images de ces essais en FIG. 4.8 pour la dSph proche *Carina*, et l'exemple d'un seul CCD de la caméra *WFI* incluant *Antlia* en FIG. 4.9.

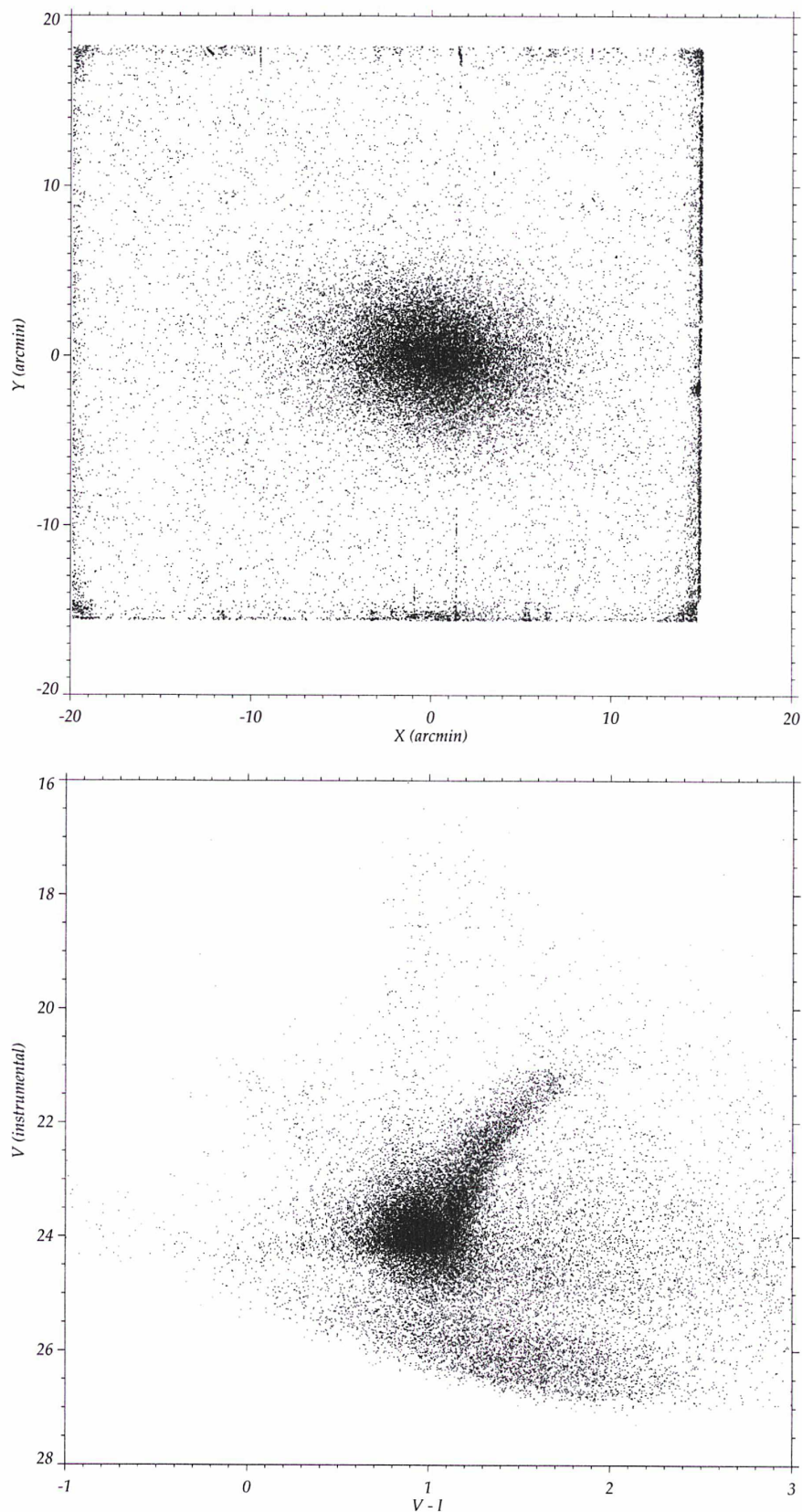


FIG. 4.4 – Fausses détections dues à un seuil choisi trop bas dans *DAOPHOT* du moins pour les zones où toutes les poses ne sont pas superposées, en particulier les coins de l'image (13 poses *V* de 220 s chacune additionnées). En bas, le CMD  $V - I, V$  résultant montre clairement que ces “mauvaises” sources ont une magnitude anormalement faible.

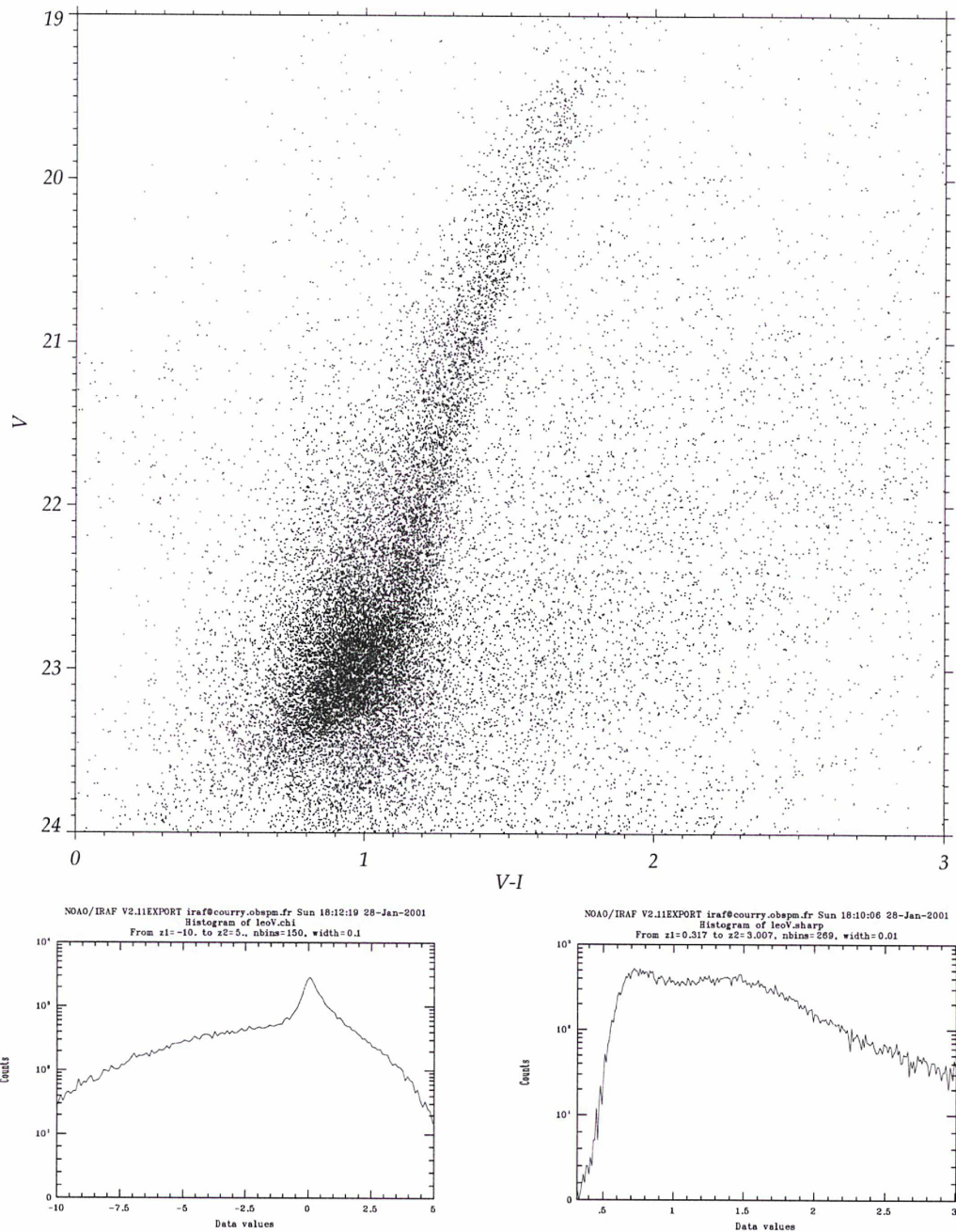


FIG. 4.5 – CMD  $V - I, V$  réalisé avec un seuil plus restrictif pour l'extraction des sources, à  $3\sigma$  du  $rms$  du fond de Ciel. La branche horizontale n'est pas visible (voir Held et al. [2000]) — on rappelle que la calibration photométrique reste à effectuer. La zone présentant le meilleur rapport S/B par rapport aux étoiles de "champ" (choisies dans un anneau près des bordures) est le haut de la RGB. En bas **à gauche**, on présente l'histogramme (ordonnée en échelle logarithmique) du paramètre  $\chi$  pour les sources détectées en  $V$ . **À droite**, histogramme du paramètre de "Sharpness" également pour l'image  $V$  sommée.

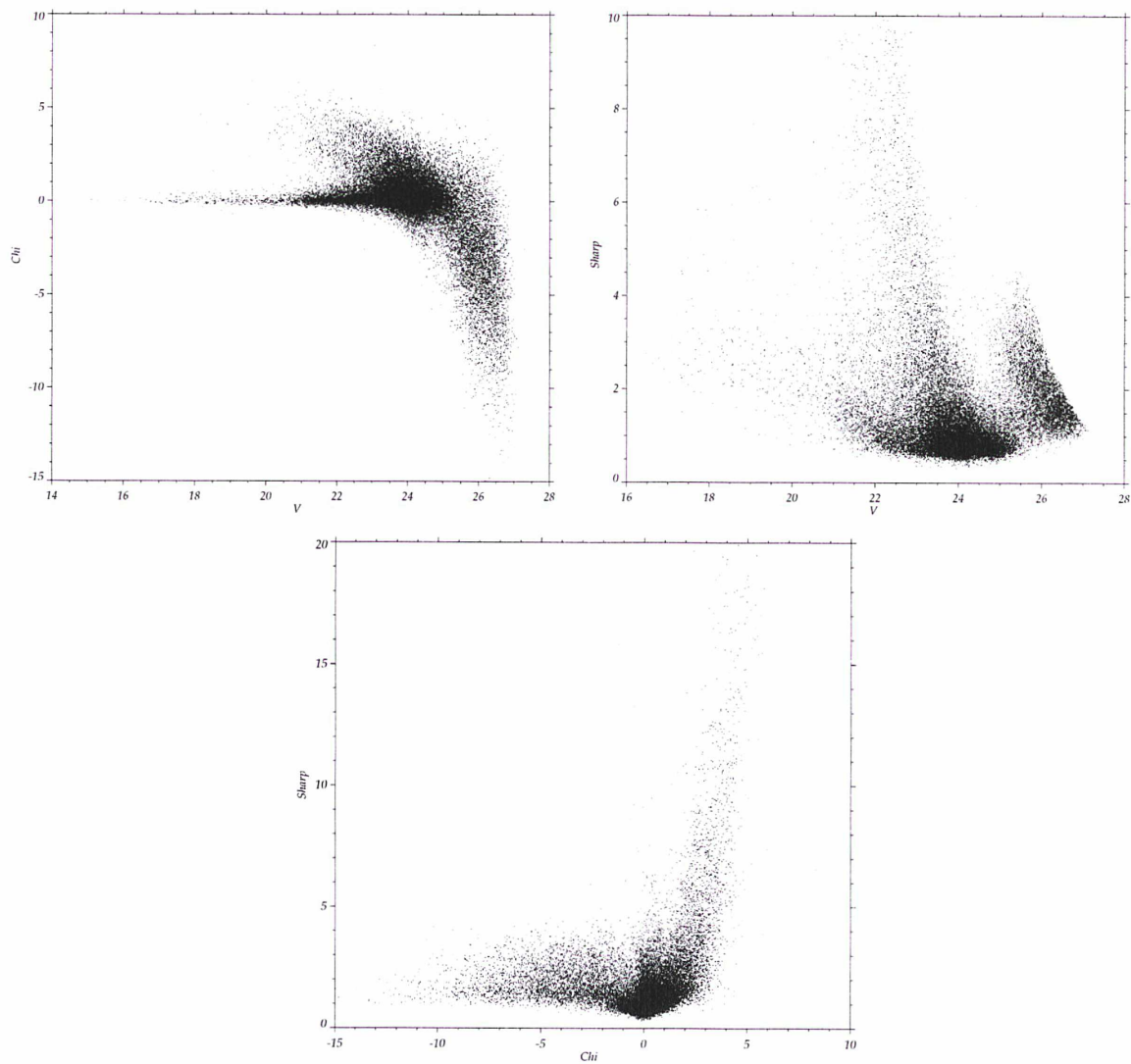


FIG. 4.6 – Variation avec la magnitude des deux principaux paramètres d’ajustement de la fonction d’appareil qui sont produits par la sortie de *DAOphot* : “*Chi*” (en haut à gauche) et “*Sharpness*” (en haut à droite). En bas, le diagramme *Chi* versus *Sharpness* montre le comportement “orthogonal” des deux paramètres. Les courbes pour les images en *I*, de meilleur seeing, sont légèrement différentes mais l’allure globale reste inchangée.

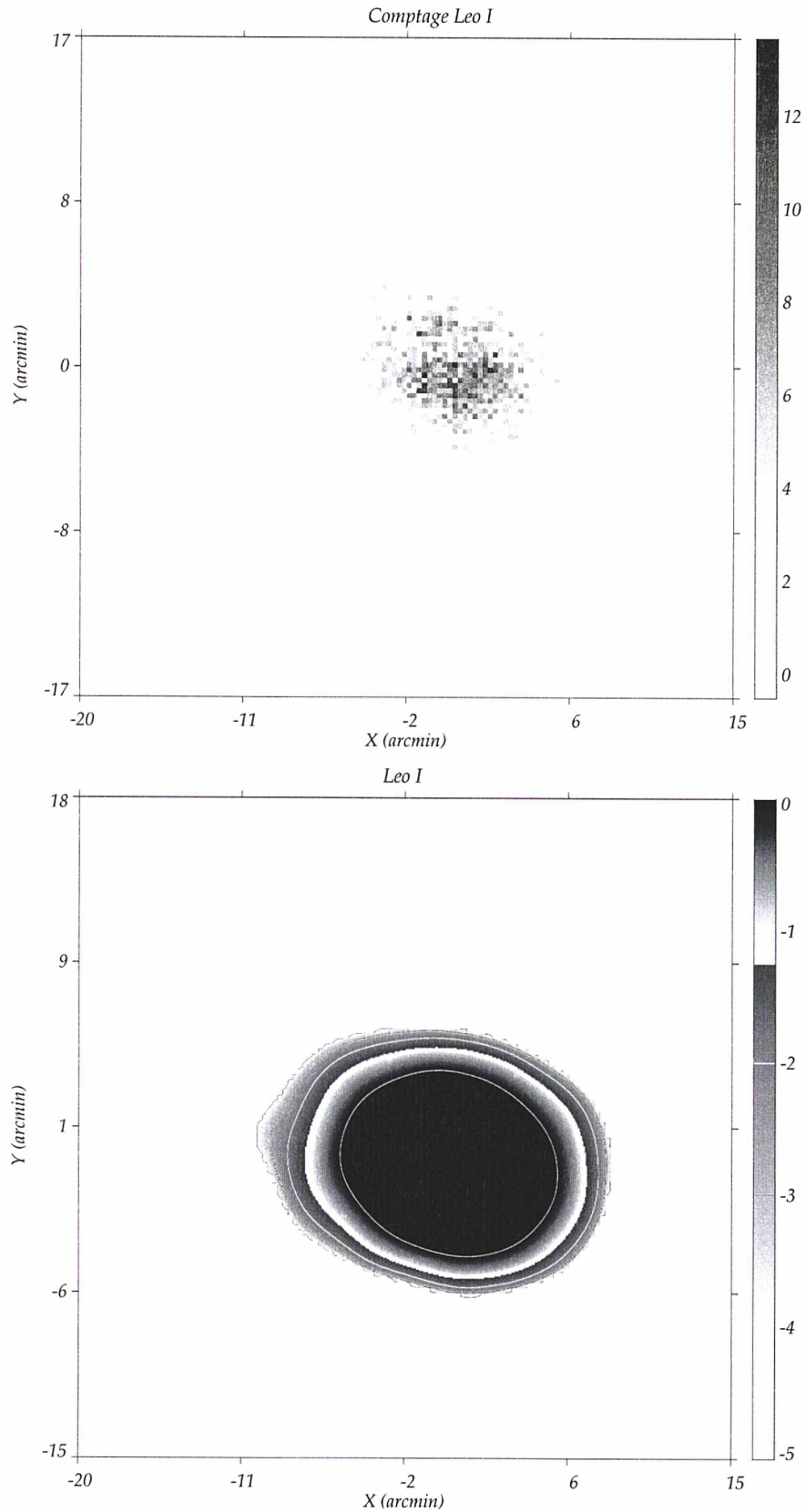


FIG. 4.7 – **Haut** : densité brute des 2991 membres sélectionnés par le CMD S/B de *Leo I*, comptabilisés en divisant le champ en  $128 \times 128$  cellules. Après lissage par ondelettes (coaddition de plusieurs plans pour mettre en évidence les structures à grande échelle), les isophotes apparaissent très régulières (image **en bas**). La forme ellipsoïdale est évidente (ellipticité  $e > 0.25$  projetée) avec, possiblement, une légère extension vers l'Est (à gauche, le Nord étant en haut). Le centre du champ est en  $(10^{\text{h}}08^{\text{m}}28, 12^{\circ}18'24'')_{J2000.0}$ .

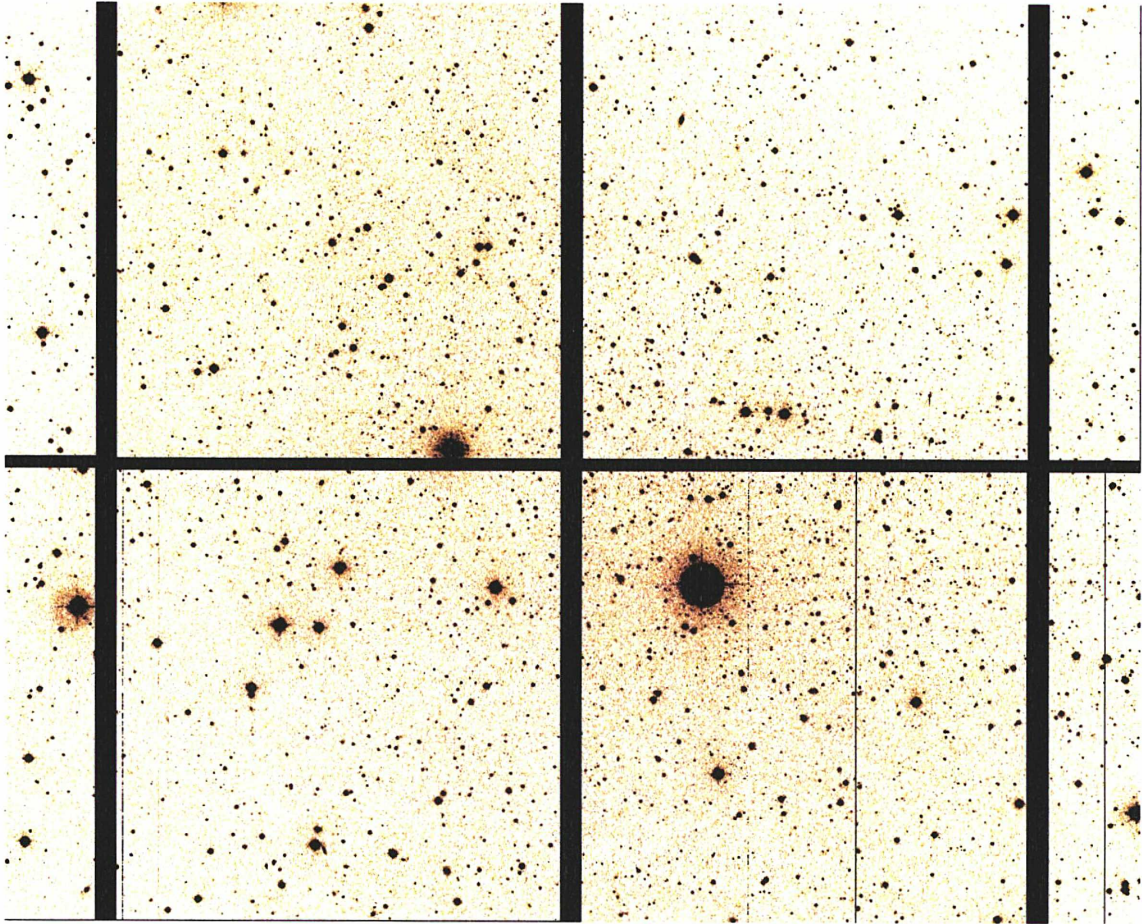


FIG. 4.8 – CCDs centraux de la caméra *WFI* où la naine sphéroïdale de la Carène apparaît comme une très légère surconcentration d'étoiles faibles, dispersées sur 4 CCDs au moins. Le Nord est en haut, l'Est vers la gauche (orientation naturelle de l'instrument).

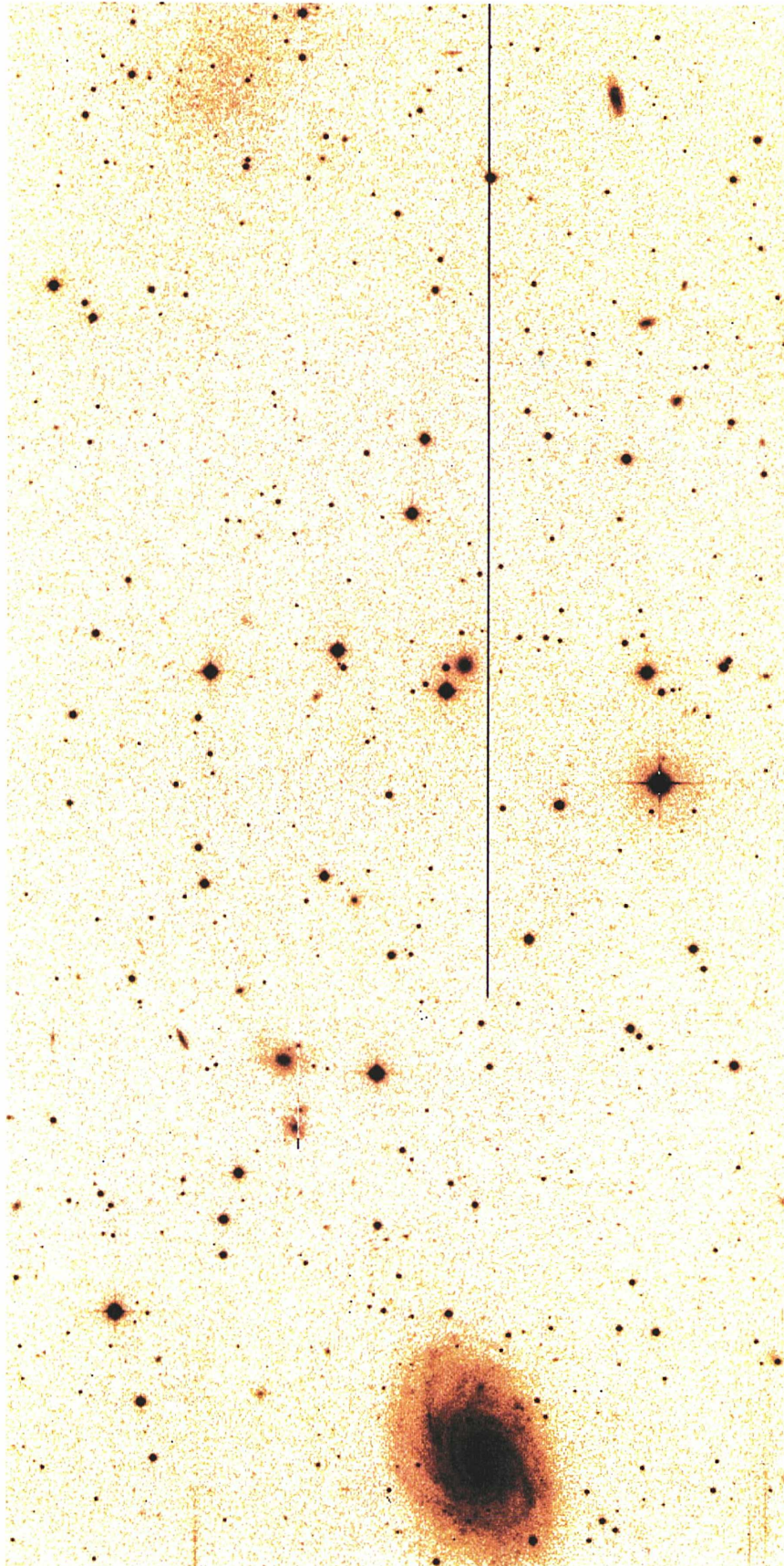


FIG. 4.9 – CCD #55 de la caméra *WFI* montrant la spirale IC 2537 (en bas) et la galaxie naine dans *Antlia* (de type transitionnel dSph/dIrr, objet à faible brillance de surface au bord supérieur de l'image). Seules de rares géantes paraissent résolues dans la naine, le reste de la galaxie étant complètement diffus (seeing  $\simeq 1''$  ; le N est en haut, l'E à gauche).

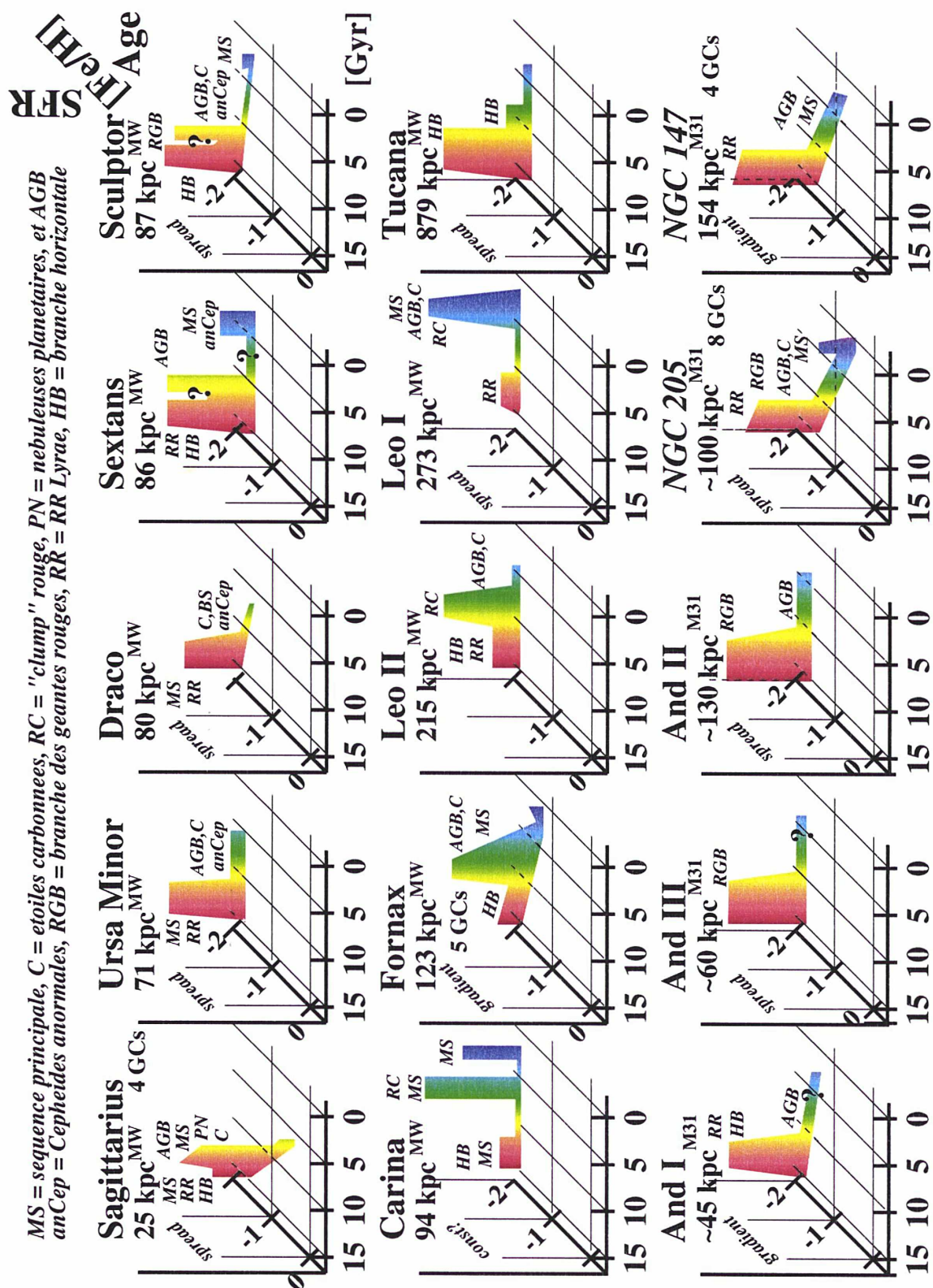


FIG. 4.10 – Représentations 3-D de l'histoire de la formation stellaire pour la plupart des naines sphéroïdales et elliptiques du Groupe local, calculées par E. Gebel (Gebel [1998])

Pour *Carina*, la ressoumission d'une demande à l'instrument *WFI*, où l'on proposait de mosaïquer la dSph sur  $4 \times 4$  champs, peut être envisagée. *Carina* nécessiterait en fait le grand champ d' $\Omega$ *Cam* et des données plus profondes (avec l'excellent seeing du Paranal) pour pouvoir être étudiée dans de bonnes conditions. Quant à la naine dSph/dIrr *Antlia*, située aux limites du Groupe Local, une étude très profonde au VLT avec *FORS* et *ISAAC* paraît la plus adéquate pour faire suite aux observations déjà réalisées dans le cadre de la phase d'essais d'*Antu*, avec les tests de la caméra *FORS 1* (Piersimoni et al. [1999]). Plus généralement, un relevé multi-bandes et grand champ de la trentaine de naines existant dans un rayon de  $< 1.5$  Mpc, dont les populations stellaires variées peuvent être résolues sur des images de bonne qualité, est envisageable avec la prochaine génération de caméras mosaïques de CCDs. L'histoire de la formation stellaire dans ce Groupe Local (GL, voir chap. 5) pourra alors être appréhendée dans son ensemble. Le GL incluant quasiment tous les types de naines connus, des observations photométriques systématiques dans le visible et l'infrarouge notamment (*VISTA*) seront aussi utiles pour servir de comparaison aux dE, dSph et autres dIrr des groupes de galaxies peu éloignés (cf. chapitre 6).





**Deuxième partie**

**SYSTÈMES D'AMAS STELLAIRES**

Toutes les galaxies massives (disons  $M_V \gtrsim -17$ ) abritent une population d'amas stellaires, aux caractéristiques souvent extrêmement variées de part leur nombre, leur type et leur âge. Dans la première partie, nous nous sommes intéressés à l'étude de la structure d'amas individuels. Ici, nous allons considérer l'ensemble des objets pour essayer de déterminer certaines propriétés d'un système d'amas d'étoiles : richesse, distribution spatiale, fonction de luminosité, existence de sous-populations... Les amas globulaires en particulier sont visibles à grande distance comme une surdensité de sources (FIG. 4.11) autour de leur galaxie-hôte, car généralement plus brillants (jusqu'à  $M_V \sim -10$  voire  $-12$  à  $-13$  pour les super-amas) et présents dans tous les types de galaxies ; les amas ouverts, eux, sont souvent plus faibles et n'existent que dans les galaxies spirales ou irrégulières.

Contrairement aux AOs qui sont distribués en magnitude absolue selon une loi de puissance, la caractéristique principale des AGs est leur fonction de luminosité, ou GCLF (pour *Globular Cluster Luminosity Function*) gaussienne dont le pic semble très "stable" à  $M_V \simeq -7.4$  pour la majorité des galaxies. Le pic dans la GCLF peut ainsi fournir un indicateur de distance précieux (e.g. Tammann & Sandage [1999]) — de même que la luminosité maximale des nébuleuses planétaires qui sera évoquée dans le bref chapitre sur *Fornax*. Il faut cependant considérer certains phénomènes dynamiques agissant sur tout système d'AGs pour ne pas obtenir des distances trop biaisées (voir Gnedin [1997]).

Depuis la première revue par Harris & Racine [1979], plusieurs articles ont fait état des multiples avancées dans le domaine. Aujourd'hui, il faut en particulier citer les ouvrages quasi-exhaustifs de Ashman & Zepf [1998] et de Harris [2000]. On rappellera brièvement ci-dessous quelques propriétés d'ensemble des amas stellaires dans notre Galaxie. Puis, on considèrera les principaux systèmes d'amas dans le Groupe Local en discutant surtout des objets résolus en étoiles dans le Grand Nuage de Magellan, avant d'étendre l'étude au système d'amas stellaires autour du groupe compact de galaxies HCG 90.

*Rappels sur les systèmes d'amas de la Galaxie*

### Le "disque" d'amas ouverts

Comme on l'a déjà souligné à maintes reprises, le système d'amas ouverts est intrinsèquement lié au Disque de la Galaxie. Si les plus jeunes AOs marquent surtout les bras spiraux (et des sous-ensembles comme la ceinture de Gould — voir Comerón [2001] pour une comparaison avec une structure très semblable dans la spirale M83), les plus vieux sont utiles pour suivre l'épaississement du Disque externe. L'ensemble des AOs Galactiques a été étudié assez complètement dans plusieurs articles (par exemple, Janes et al. [1988] ou Friel [1995] pour une revue sur les AOs vieux) auquel le lecteur est renvoyé. Ajoutons simplement un fait récent par rapport à ce qui a été évoqué dans la première partie, à savoir que la dissolution d'AOs pourrait bien expliquer en grande partie l'existence du Disque épais par un mécanisme de "chauffage" (voir Kroupa [2001]).

On rappellera seulement ici que l'évolution d'un amas ouvert  $j$  de masse totale  $M_j$  composé de  $n$  étoiles individuelles de masse  $m_i$  (avec  $i = 1, \dots, n$ ) dans sa galaxie hôte, possédant en tout  $N_{\text{amas}}$ , est due aux phénomènes suivants qui peuvent être estimés par un modèle analytique (comme l'a fait Vesperini [1997], [2001] pour les amas globulaires) :

- évolution stellaire de chaque étoile :  $\frac{dm_i}{dt} = \chi(m_i)$  donnée par les différents modèles d'évolution stellaire (*isochrones*)  
[on peut aussi noter que :  $\frac{dM_j}{dt}^{[1]} = \chi(m_1) + \dots + \chi(m_n)$ ]



The Sombrero Galaxy (VLT ANTU + FORS1)

ESO PR Photo 07a-00 (22 February 2000)

© European Southern Observatory



FIG. 4.11 – Sur cette image en “vraies” couleurs du VLT, la plupart des sources ponctuelles entourant la galaxie du Sombrero sont des amas globulaires. Grâce à sa proximité, M104 possède un riche système d’AGs particulièrement étudié, y compris spectroscopiquement. Nous pourrions obtenir de nouvelles observations avec *Flames* d’AGs situés à de plus grandes distances du centre de M104 lors de la phase d’essais de l’instrument (le Sombrero sera en effet idéalement placée en avril pour les premiers tests de *Giraffe*).

- évaporation par relaxation interne :  $\frac{dM_j^{[2]}}{dt} = \eta(M_j)$   
comportement dynamique étudié par Hénon [1961]
- effets des marées galactiques :  $\frac{dM_j^{[3]}}{dt} = \xi(R, Z, M_j)$  que l'on peut par exemple calibrer avec un code en arbre, et ce pour divers paramètres.

La perte de masse totale du  $j^e$  amas sera donc finalement donnée par :

$$\frac{dM_j}{dt} = \frac{dM_j^{[1]}}{dt} + \frac{dM_j^{[2]}}{dt} + \frac{dM_j^{[3]}}{dt} = \sum_i \chi(m_i) + \eta + \xi$$

► Il y a "disparition" de l'amas dès que  $M_j < M_{\text{critique}}$  : il reste alors un OCR ("Open Cluster Remnant", riche en binaires ; revoir de la Fuente Marcos [1998]).

Ainsi, la sortie du programme est le nombre d'amas en fonction de la distance au centre de la Galaxie, de la hauteur au-dessus du Plan, de la masse des amas, et en fonction du temps, soit :

$$N_{\text{amas}} = f(R, Z, M, t)$$

Ce projet de modèle analytique devrait être comparé aux données observationnelles, dans le Voisinage solaire (on peut estimer à une grosse centaine le nombre d'AOs dans 1 kpc), mais aussi dans le LMC voire dans Messier 31 pour pouvoir étudier d'autres environnements. Enfin, il pourrait permettre d'estimer la localisation de la plupart des OCRs.

### Amas globulaires : Bulbe/Halo

Actuellement, pas loin de 150 objets sont classés comme des amas globulaires<sup>1</sup> et une trentaine, au grand maximum, resteraient encore à découvrir (Terzan 1998, communication privée), fortement obscurcis dans le Bulbe. Quelques objets très faibles (qui sont peut-être des AGs en cours de dissolution) de type *Arp-Madore* sont également possibles à de très grandes distances au Centre Galactique. Ces amas lointains pourraient être découverts avec les futurs relevés profonds envisageables avec des CCD mosaïqués (*MEGACAM* et  *$\Omega$ Cam*). On présente FIG. 4.12 les histogrammes de quelques quantités caractéristiques des AGs de la Galaxie. Il faut en particulier remarquer la distribution bi-modale en métallicité, qui est une caractéristique de beaucoup de systèmes d'amas globulaires autour des galaxies massives (coexistence de plusieurs populations d'amas).

Le système d'amas globulaires Galactique a été modélisé par Vesperini [1997], [1998]. À l'aide de ces études théoriques, on a pu estimer que la population initiale d'AGs dans la Galaxie devait être de quelques centaines, mais la plupart, notamment ceux ayant une orbite très excentrique les amenant à de fortes pertes de membres lors des passages périgalactiques (e.g. Allen & Martos [1988]) ont été détruits. Gnedin & Ostriker [1997] ont ainsi calculé que la moitié de ceux qui restent doivent disparaître dans un temps de Hubble  $t_0 = H_0^{-1}$ . L'existence de 2 populations, Halo de basse [Fe/H] et Disque/ Bulbe moins déficiente, a été confirmée par les travaux de Zinn [1985]. Zinn [1993] a également proposé une division des amas du Halo en deux sous-systèmes, en se basant sur des critères cinématiques, mais aussi en remarquant l'existence d'un gradient de métallicité pour les amas d'un "halo vieux", tandis que les AGs d'un "halo jeune" ne présenteraient pas cette variation. Une interprétation possible serait une formation des amas les plus âgés par un effondrement dissipatif initial, tandis que des AGs éventuellement plus jeunes auraient été créés avec l'accrétion de satellites (cas des amas de la naine *Sgr*).

<sup>1</sup>Voir les 147 AGs du catalogue de Harris sur : <http://physun.mcmaster.ca/~harris/mwgc.dat>

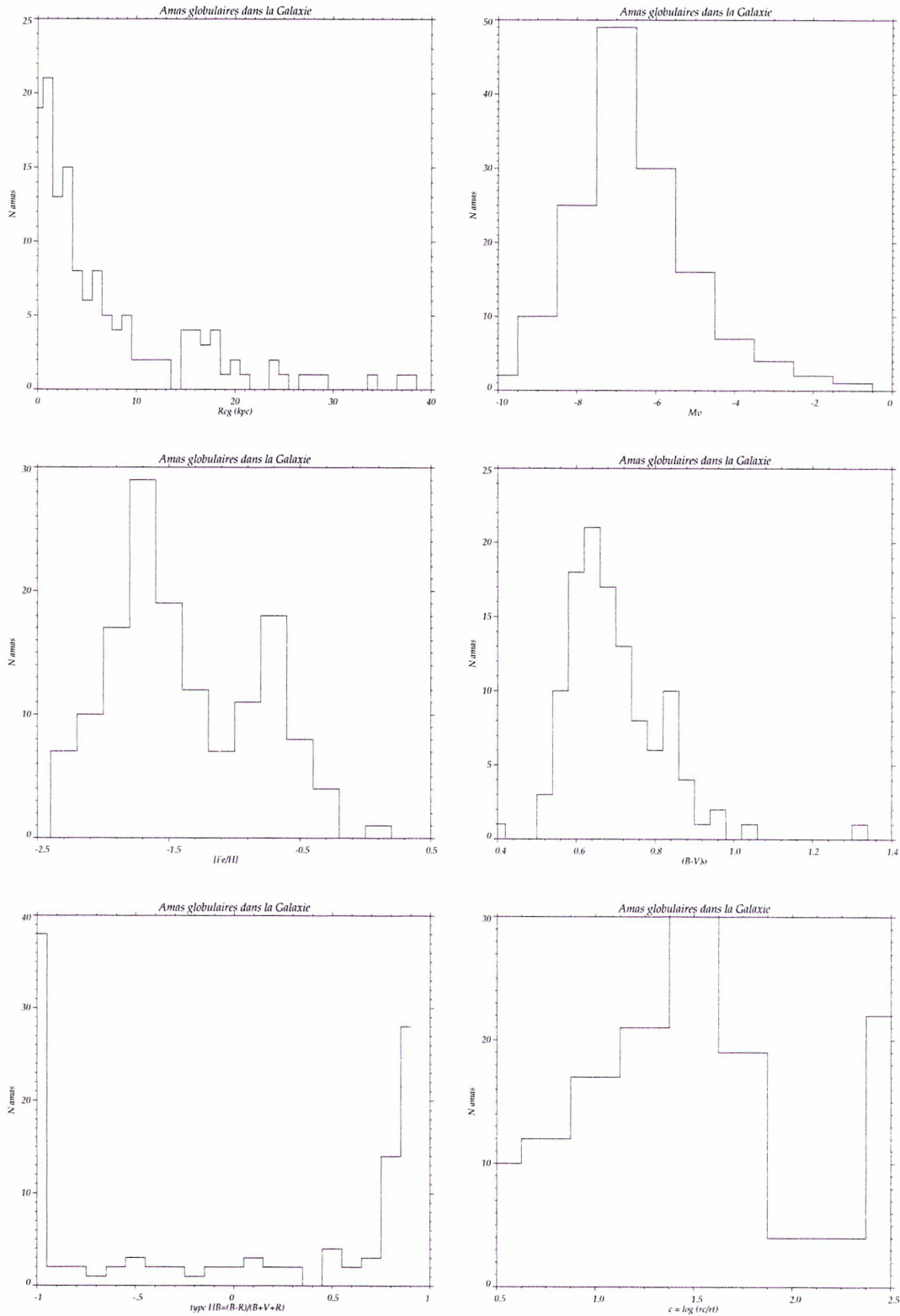


FIG. 4.12 – De gauche à droite et en partant du haut, pour tous les AGs de la compilation de Harris ayant la mesure adéquate : distance au Centre Galactique ; magnitude visuelle absolue ; la métallicité  $[Fe/H]$  est bimodale ;  $B - V$  dérougée (double pic aussi) ; type de la branche horizontale (HB) selon le nombre d'étoiles à gauche  $B$  et à droite  $R$  du "trou" correspondant aux RR Lyrae (en nombre  $V$ ) — on remarque peu d'amas intermédiaires entre HB bleue et HB rouge ; et enfin, le paramètre de concentration d'un AG :  $c \equiv \log \frac{r_t}{r_c}$ .

## Chapitre 5

# Amas dans le Groupe Local

Notre Voie lactée fait partie d'un regroupement isolé de trois douzaines de galaxies, naines pour la plupart : le Groupe Local (GL dans la suite). L'étude des systèmes d'amas des membres de ce groupe permet de retracer en partie l'histoire du GL<sup>1</sup> depuis la formation des galaxies jusqu'à l'époque actuelle, en donnant notamment de fortes contraintes sur l'histoire de la formation stellaire, par exemple avec des flambées de formation à une époque donnée  $t_*$  se traduisant par une surabondance d'amas dans l'histogramme de leurs âges (exemple des Nuages de Magellan, §5.2). L'évolution future du GL peut même être envisagée : Forbes et al. [2000] ont ainsi estimé que la fusion des galaxies du Groupe Local devrait donner naissance à une elliptique entourée d'environ 700 amas globulaires.

Dès le XIX<sup>e</sup> siècle, l'étude des amas d'étoiles limitée jusqu'alors aux objets proches de la Galaxie de  $\delta \gtrsim -30^\circ$  s'est étendue au Ciel Austral (en particulier sous l'impulsion de John Herschel) et notamment aux objets des Nuages de Magellan qui seront discutés en section 5.2. Aujourd'hui, avec la disponibilité des télescopes de la classe des 8–10 mètres — et surtout grâce aux instruments spatiaux telle la caméra mosaïque de CCDs *WFPC2* du *HST* —, la résolution d'amas stellaires peut se réaliser à la distance du mégaparsec i.e. dans tout le Groupe Local. Cela autorise des comparaisons particulièrement fructueuses entre les amas extra-galactiques proches et ceux appartenant à notre Voie lactée.

### 5.1 Galaxies spirales

Pour rappel, trois galaxies spirales constituent les membres les plus massifs du GL : notre propre Galaxie,  $M_V \simeq -21$  de type S(B)bc, Andromède (M31, Sb de  $M_V = -21.2$ ) et, dans une moindre mesure Messier 33, Sc de magnitude absolue visuelle  $M_V = -18.9$ .

#### *Messier 31*

La grande galaxie d'Andromède est la spirale la plus proche de nous. Située à 770 kpc, sa position modérément inclinée sur le Ciel (ce qui ne minimise pas les problèmes d'absorption interne) dans un champ relativement épars vers  $b \sim -20^\circ$  ( $E_{B-V} \simeq 0.06$ ) permet une étude suffisamment détaillée même avec des télescopes de taille moyenne. Le 2,5 mètres du Mont Wilson *Hooker* a ainsi été le premier à résoudre en étoiles certains bras de M31, ce qui a donné lieu à la détermination de l'échelle des distances extra-galactiques. De multiples associations OB et des dizaines d'AOS (exemples récents dans Williams & Hodge [2001]) ont pu y être répertoriés depuis quelques décennies. À cet égard, on peut dire qu'Andromède est le meilleur modèle de comparaison pour notre propre Galaxie.

---

<sup>1</sup> Grebel [2000] rappelle que les amas stellaires présents dans  $\sim 40\%$  des membres du GL (revoir FIG. 4.10).

À cette distance, les amas globulaires apparaissent comme des sources peu étendues, de quelques secondes d'arc de diamètre. Le système d'AGs de Messier 31 est notablement riche et varié. On a en particulier évoqué l'existence de quelques objets bleus comme de jeunes amas globulaires, en se basant sur des critères spectroscopiques (raies de Balmer entre autres, voir sur <http://cfa-www.harvard.edu/~huchra/m31globulars/>). Barmby et al. [2000] ont compilé des données photométriques dans le visible et l'infrarouge (IR), ainsi que des spectres pour la plupart des  $\sim 435$  candidats amas. Certains objets restent sans doute encore à découvrir dans le bulbe (e.g., Jablonka et al. [2000]).

M31 abrite quelques amas globulaires géants, tels G1 et 037-B327 (avec  $M_V \simeq -12$ , Barmby et al. [2002] c.-à-d. 4 fois plus brillant que  $\omega$  Cen!), même si ce dernier cas est douteux à cause d'un très fort rougissement. La fonction de luminosité globale des AGs reste très semblable à celle des amas de la Galaxie, avec un pic à  $M_V = -7.5$  mais une dispersion un peu plus faible de  $\sigma \simeq 1$  pour le meilleur ajustement d'une GCLF gaussienne. Malgré les incertitudes, le système d'amas de M31 paraît clairement bimodal lorsque l'on considère la métallicité, déduite des mesures spectroscopiques. Il y a même une surabondance d'amas riches en métaux (1/3 de la population est autour de  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$ ) par rapport aux AGs dans la Voie lactée. Une distinction de deux sous-populations "bulbe/disque" et "halo" est donc faisable pour les AGs de M31, comme pour la Galaxie. Les systèmes d'amas des galaxies satellites de Messier 31, telles que la dizaine d'AGs autour de M110 ou de NGC 185, sont également intéressants à étudier.

### Messier 33

M33 est une spirale peu lumineuse au bulbe très peu développé, vue par la face. Son système d'amas, étudié par Christian [1993] est modérément riche, avec 200 candidats dont beaucoup semblent jeunes (amas globulaires bleus et massifs semblables aux objets du LMC évoqués ci-contre). Un super-amas central pourrait d'ailleurs être localisé dans le noyau compact de la galaxie du Triangle (voir par exemple Lauer et al. [1998] pour une comparaison à Messier 31 et à Messier 32). Deux douzaines d'AGs "vieux" seulement ont été décelés par Schommer [1993], constituant un modèle réduit (en extension) du halo d'amas dans la Galaxie ou de M31, qui présentent une faible rotation d'ensemble.

## 5.2 Les Nuages de Magellan

Les amas d'étoiles appartenant au Grand (LMC) et au Petit Nuage de Magellan (SMC) ont été le sujet d'études quasi-exhaustives, depuis la résolution visuelle des dizaines d'amas les plus brillants par Dreyer et al. à la fin du XIX<sup>e</sup> siècle (le *New General Catalogue* contient des centaines d'objets du LMC et SMC) jusqu'à la publication des catalogues de référence de Hodge (voir les références incluses dans Hodge [1988b]) réalisés à partir de matériel photographique. La proximité de ces deux galaxies naines irrégulières riches en gaz (50 kpc) permet en effet de résoudre aisément, dans un fond encombré, les membres brillants de la plupart des amas du LMC et du SMC. Le riche système des amas du LMC avec une population totale estimée à plus de 4000 objets (et dans une moindre mesure pour le SMC) permet de retracer l'évolution fine de nos galaxies satellites, la distribution des âges des amas étant forcément liée à l'histoire de la formation stellaire des deux d'Irr.

### 5.2.1 Amas jeunes et massifs

Les systèmes d’amas stellaires du Grand et du Petit Nuage sont différents du système Galactique. Même la quinzaine d’amas globulaires vieux et pauvres en métaux recensés dans le LMC (cf. da Costa [1993]) — à première vue semblables à ceux de la Voie lactée — ne constituent pas un halo quasi-statique comme pour la Galaxie (ou M31/M33). Ces amas âgés de  $10^{10}$  ans présentent en effet une rotation nette, signe d’appartenance au “disque” du LMC (et sans gradient de  $[Fe/H]$ ). Les amas stellaires individuels dans le LMC sont aussi clairement plus étendus et surtout aplatis que les AGs galactiques (seuls M19 et  $\omega$  Cen ne présentent pas une ellipticité négligeable). Mais la plus grosse différence réside surtout dans l’existence d’un grand nombre d’amas stellaires jeunes et massifs.

En effet, après la formation des premiers amas comme Hodge 11 dans le LMC (qui ressemble à M92, AG fossile de la Galaxie) suivie d’une période très calme, la “fabrication” d’amas stellaires a repris récemment. Sans doute suite à une interaction SMC–LMC. Le taux de formation d’amas (TFA) est ainsi proche de trois objets par million d’années (voir Hodge [1988a]). Soit plus de 500 fois le TFA dans l’irrégulière semblable IC 1613 (van den Bergh [1998]) après normalisation au taux de formation stellaire (ou TFS) global.

Quant aux étoiles de champ dans le Grand Nuage, elles n’ont pas, semble-t-il, suivi exactement les mêmes étapes (van den Bergh [1998]; Holtzman et al. [1999]). En d’autres termes,  $TFS_{LMC} \neq TFA_{LMC}$ . Le LMC aurait notamment connu une formation importante d’étoiles il y a 2 à 4 Gyr, selon que l’on se place dans ou en dehors la barre, qui s’est prolongée par plusieurs épisodes mineurs depuis lors (Bertelli et al. [1992]; voir aussi Vallenari et al. [1996]). Pour illustrer la complexe formation stellaire dans le cas d’un champ du SMC incluant de nombreux amas, on montre en FIG. 5.1 le comptage de la riche région incluant le complexe NGC 330; il s’agit d’images acquises par l’ESO dans le cadre du relevé EIS *Pre-Flames*. Le CMD résultant pour tout le champ est visible FIG. 5.2.

### 5.2.2 Amas stellaires binaires

À côté des études d’AOs et d’AGs purement Galactiques, nous avons étendu la recherche de queues de marée à une classe d’objets plus particulière au Nuages de Magellan, à savoir 3 couples d’amas stellaires du LMC en interaction, dont la photométrie CCD nous a été fournie par Antonella Vallenari (voir Vallenari et al. [1998]). Ce sont des images NTT de bon seeing — condition nécessaire à la pleine résolution d’amas dans les champs encombrés du LMC — qui ont été utilisées<sup>2</sup>. Les paires d’amas sont évidemment de très bons candidats pour la détection d’effets de marée intenses, dus essentiellement à leur interaction mutuelle marquée. Initialement, on pensait que le potentiel de la petite galaxie irrégulière n’intervenait guère : d’importantes queues de marée sont effectivement apparues dans les images incluant des objets binaires, mais également et de façon plus surprenante dans le cas de SL 268, amas stellaire parfaitement isolé dans la barre.

Il faut souligner que les amas binaires sont particulièrement fréquents dans le LMC avec plus d’une soixantaine de paires recensées, contrairement à ce qui se passe dans la Galaxie (revoir §2.1.2 et Subramaniam et al. [1995]) où la friction dynamique et les grandes vitesses relatives des objets en interdisent la survie (Surdin [1991] pour les AGs). L’environnement moins dense du LMC explique aussi que les amas aient des diamètres plus grands que dans la Galaxie. Grâce à l’analyse en rapport S/B dans le CMD, nous avons notamment pu distinguer les membres des amas dans les deux couples suivants :

<sup>2</sup>Un autre amas multiple, NGC 1850, a été observé avec une moins bonne résolution au 2m20 de La Silla.

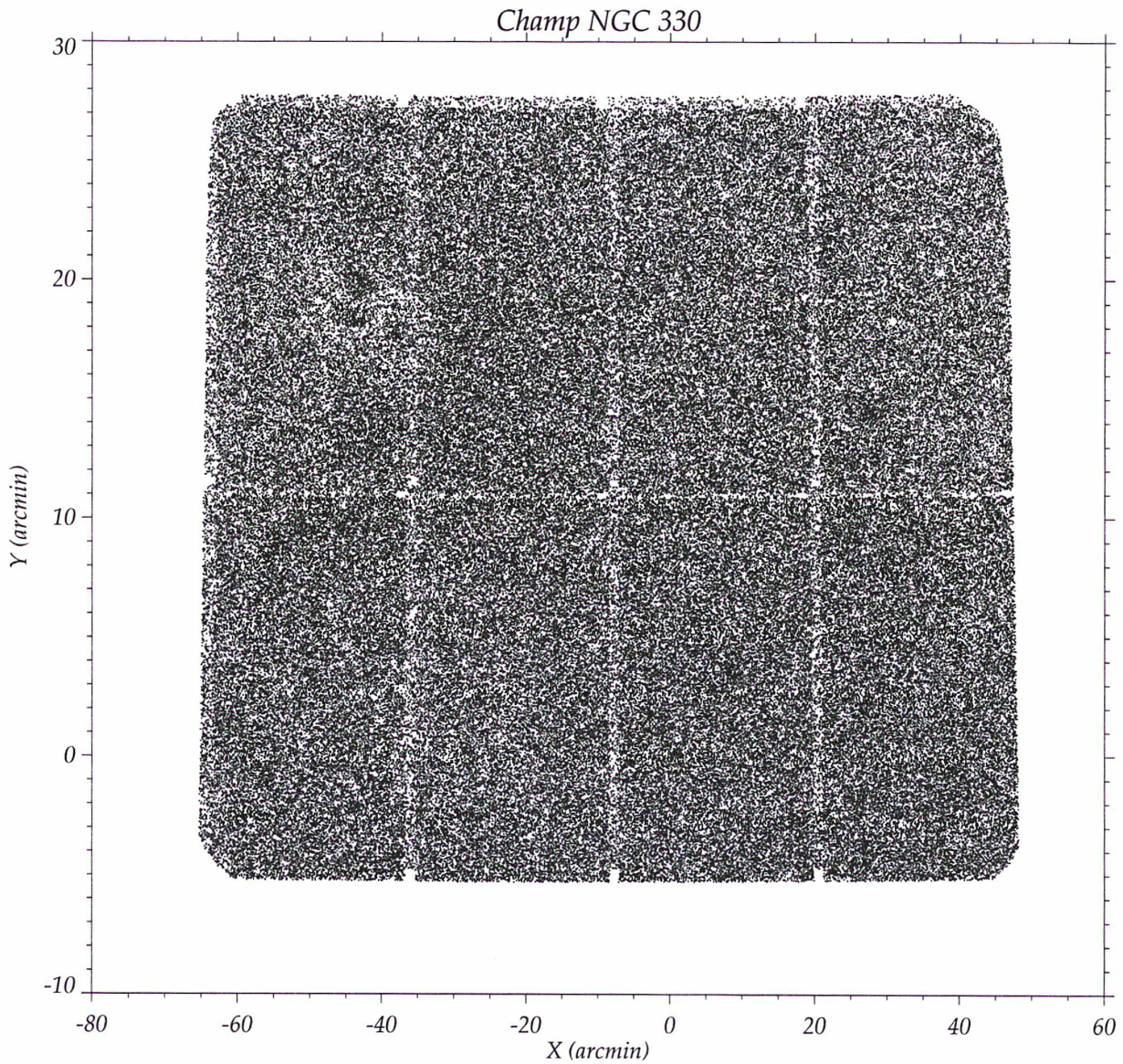


FIG. 5.1 – Relevé *Pre-Flames* : sources détectées dans le champ de NGC 330, localisé dans le Petit Nuage de Magellan. Les vides entre les matrices apparaissent artificiellement comme des zones moins peuplées, puisqu'il n'y a qu'une seule image à ces endroits-là.

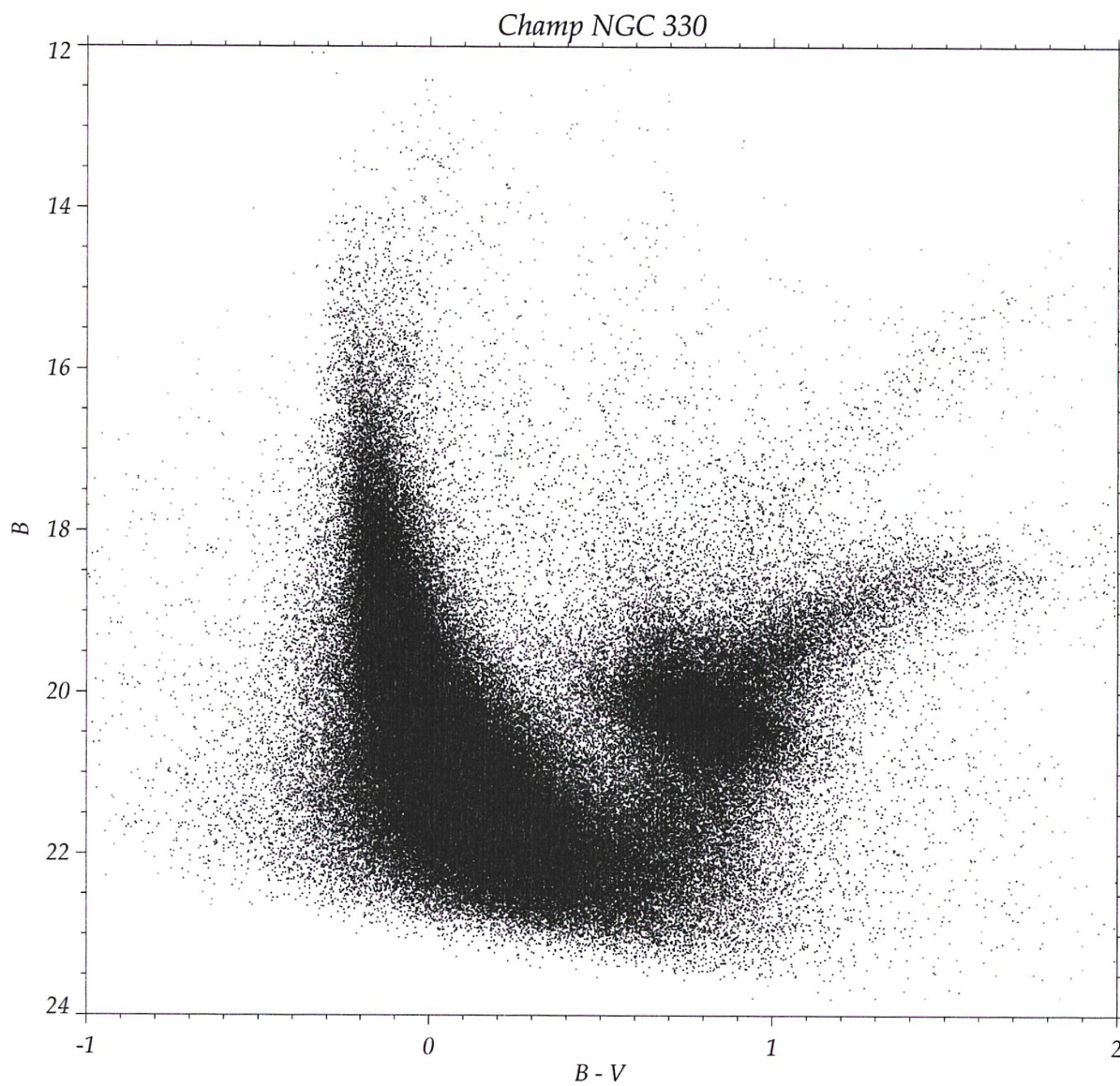


FIG. 5.2 – Diagramme  $B - V, B$  d'un champ de  $\frac{1}{4} \square^\circ$  dans le SMC (zone de NGC 330).

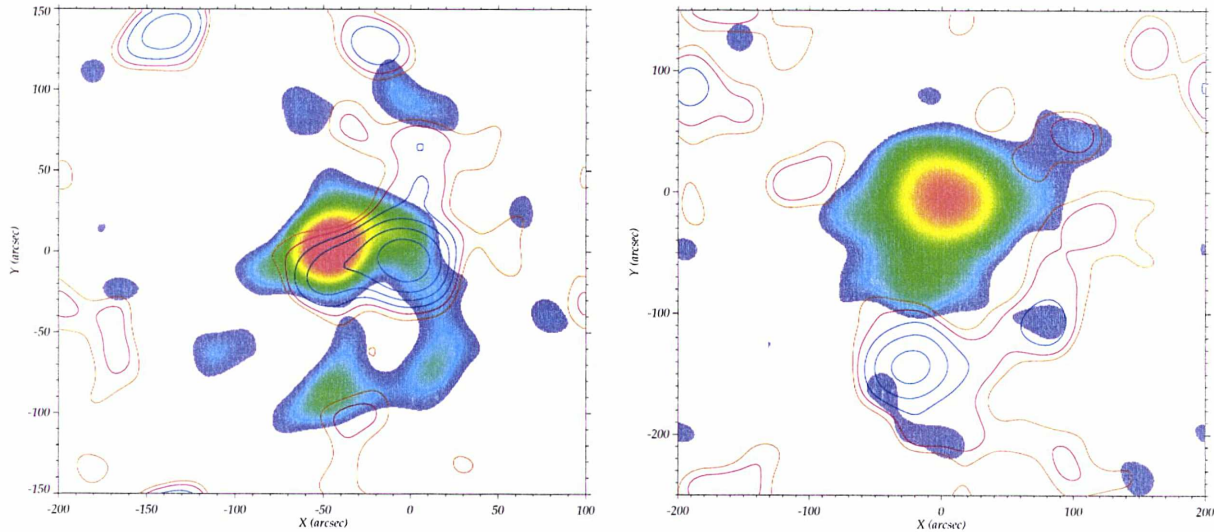


FIG. 5.3 – LMC : amas binaires SL 385/SL 387 (à gauche) et NGC 1903/SL 357 (droite).

- La paire SL 385–SL 387 (voir FIG. 5.3), qui représente probablement deux amas nés presque en même temps, et en interaction forte. L’incompatibilité entre l’âge du couple, plus grand que le temps normal de fusion (estimé à  $\approx 10^7$  ans) laisse à penser que la paire a dû se former par capture au sein d’un vaste groupe d’amas.
- Le cas des objets NGC 1903( $\equiv$  SL 356)–SL 357 est plus intéressant du fait de leur importante différence d’âge (70 et 600 millions d’années, respectivement) et de leur interaction marquée. Plusieurs scénarios ont été proposés pour expliquer cette paire
  1. Seconde génération d’étoiles formée par explosion de supernovae dans SL 357. Mais la différence d’âge serait alors difficilement compatible avec les échelles de temps d’un tel mécanisme (c.-à-d. environ  $10^7$  ans, cf. Brown et al. [1995]).
  2. Formation par capture de marée, hypothèse plausible avec l’augmentation de la section efficace au sein de regroupements d’amas où le taux de rencontres peut atteindre typiquement les  $dN/dt \approx 10^8$  ans (consulter Lee et al. [1995]).
  3. Rencontre SMC–LMC qui aurait formé des amas jeunes ( $< 10^8$  ans) et également accru la probabilité de capture, notamment dans la partie Ouest de la barre du LMC où l’on observe un sursaut de formation d’amas il y a  $10^7$  à  $7 \times 10^7$  ans.

En se fondant sur les simulations de Sugimoto & Makino [1989], cette dernière paire ne devrait pas fusionner du fait de leur séparation plus grande que 25 pc, distance critique de fusion. L’étude plus détaillée de ces paires et d’autres amas, multiples ou isolés, dans le LMC est présentée dans l’article Léon et al. 1999 (*A&A* 344, 450) reproduit ci-après.

### 5.3 Article *Interacting binary clusters in the LMC*

# Interacting star clusters in the Large Magellanic Cloud\*

## Overmerging problem solved by cluster group formation

Stéphane Leon<sup>1,2</sup>, Gilles Bergond<sup>2,3</sup>, and Antonella Vallenari<sup>4</sup>

<sup>1</sup> DEMIRM, Observatoire de Paris, 61, Avenue de l'Observatoire, F-75014 Paris, France

<sup>2</sup> CAI-MAMA, Observatoire de Paris, 61, Avenue de l'Observatoire, F-75014 Paris, France

<sup>3</sup> DASGAL, Observatoire de Paris-Meudon, 5, Place J. Janssen, F-92195 Meudon, France

<sup>4</sup> Astronomical Observatory of Padova, Vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122 Padova, Italy

Received 15 October 1998 / Accepted 15 December 1998

**Abstract.** We present the tidal tail distributions of a sample of candidate binary clusters located in the bar of the Large Magellanic Cloud (LMC). One isolated cluster, SL 268, is presented in order to study the effect of the LMC tidal field. All the candidate binary clusters show tidal tails, confirming that the pairs are formed by physically linked objects. The stellar mass in the tails covers a large range, from  $1.8 \times 10^3$  to  $3 \times 10^4 M_{\odot}$ . We derive a total mass estimate for SL 268 and SL 356. At large radii, the projected density profiles of SL 268 and SL 356 fall off as  $r^{-\gamma}$ , with  $\gamma = 2.27$  and  $\gamma = 3.44$ , respectively. Out of 4 pairs or multiple systems, 2 are older than the theoretical survival time of binary clusters (going from a few  $10^6$  years to  $10^8$  years). A pair shows too large age difference between the components to be consistent with classical theoretical models of binary cluster formation (Fujimoto & Kumai 1997). We refer to this as the “overmerging” problem. A different scenario is proposed: the formation proceeds in large molecular complexes giving birth to groups of clusters over a few  $10^7$  years. In these groups the expected cluster encounter rate is larger, and tidal capture has higher probability. Cluster pairs are not born together through the splitting of the parent cloud, but formed later by tidal capture. For 3 pairs, we tentatively identify the star cluster group (SCG) memberships. The SCG formation, through the recent cluster starburst triggered by the LMC-SMC encounter, in contrast with the quiescent open cluster formation in the Milky Way can be an explanation to the paucity of binary clusters observed in our Galaxy.

**Key words:** stars: formation – stars: Hertzsprung–Russell (HR) and C-M diagrams – galaxies: Magellanic Clouds – galaxies: star clusters – galaxies: stellar content

### 1. Introduction

The LMC possesses a large population of candidate binary clusters, having no counterpart in the Milky Way where only a few

*Send offprint requests to:* S. Leon (sleon@mesunb.obspm.fr)

\* Based on observations collected at the European Southern Observatory, La Silla, Chile

open clusters are known to be binary, as h& $\chi$  Persei (Subramiam et al.1995). In the LMC the existence of binary clusters was disclosed a decade ago (Bhatia & Hatzidimitriou 1988; Bhatia et al.1991). Using statistical arguments, Bhatia & Hatzidimitriou (1988) claimed that a considerable fraction of the suspected binary clusters must be physically linked.

However, on theoretical ground, their physical status and their properties (formation process, survival time, ...) remain unclear. De Oliveira et al.(1998) have performed  $N$ -body simulations of star cluster encounters explaining the presence of some morphological effects found in LMC cluster pairs as expanded halo, isophotal deformation and isophotal twisting. Fujimoto & Kumai (1997) have explained the formation of pairs in terms of oblique cloud-cloud collisions. As a result of these collisions, the clouds are split in two parts, forming the cluster pair. As a consequence, the two clusters have the same age. The lifetime of a proto-cluster is unknown, but is estimated to be of  $10^8$  yr at maximum. This is the expected age difference between the two components of cluster pairs.

Clearly, this model runs into problems to account for the presence of non-coeval pairs of clusters as observed in the LMC (see Vallenari et al.1998). It has been proposed (Grondin et al.1992; Vallenari et al.1998) that the recent cluster burst formation some  $10^8$  yr ago could have been triggered by the interaction between the SMC and the LMC. Recent works on Galactic clusters (Grillmair et al.1995, hereafter G95; Leon et al.1999; Bergond et al.1999) have shown that the globular and open clusters disclose huge tidal tail extensions due to their interactions with the strong gravitational tidal field. In this framework, the study of the isolated and binary clusters in the LMC is interesting as probe of the star cluster shaping by the LMC tidal field. Moreover the LMC star clusters are found to have higher ellipticity than their galactic counterparts. Goodwin (1997) has suggested that tidal field of the parent galaxy is the dominant factor in determining ellipticity of the globular cluster. However high ellipticity can as well be the result of a different process: Sugimoto & Makino (1989) suggested that some of the most elliptical objects could be the rotating remnants of cluster mergers. They propose a scenario where some of the young clusters born in pairs from the proto-cluster gas, will eventually merge

**Table 1.** Observed cluster properties: X and Y are the positions inside the LMC from Bica et al.(1996). The age is from Vallenari et al.(1998), except for NGC 1850 which is from Fischer et al.(1993). The diameter is from Bica et al.(1996) and the separation is from Bhatia et al.(1991).

Cluster	X ( $^{\circ}$ )	Y ( $^{\circ}$ )	Age (Log(yr))	Diam. (pc)	Sepa. (pc)
SL 268	+1.04	-0.11	8.65	12	
NGC 1850	+1.11	+0.70	7.95	12	
SL 349	+0.62	+0.40	8.70	12	19
SL 353	+0.66	+0.38	8.70	12	19
SL 356	+0.32	+0.14	7.85	15	39
SL 357	+0.34	+0.14	8.78	9	39
SL 385	+0.37	+0.16	8.18	10	10
SL 387	+0.44	+0.14	8.70	10	10

or be disrupted in a few  $10^7$  years. Stellar halo truncation by the tidal interactions and dynamical friction is decreasing progressively the ellipticity of the merger clusters. This paper discusses the properties of a sample of suspected binary clusters and the implications on the formation scenario.

The observations and the data reduction are presented in Sect. 2 and Sect. 3, respectively. The properties of individual cluster pairs are discussed in Sect. 4 and finally the conclusions are drawn in Sect. 5.

## 2. Observations and presentation of the cluster sample

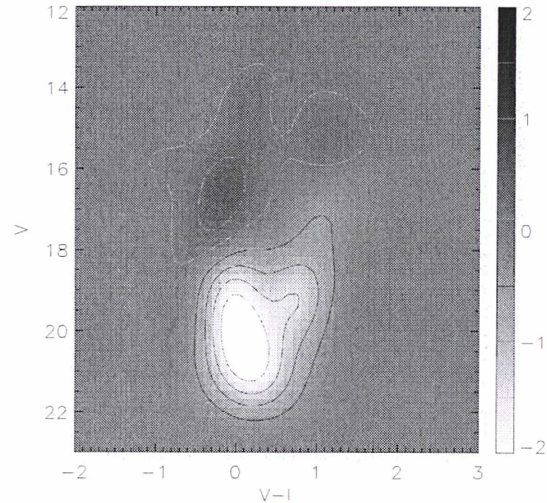
The observations have been made in La Silla on December 16th-17th 1995, using the NTT ESO telescope equipped with EMMI and the ESO CCD #36 ( $0.27''/\text{pixel}$ ). More details about the observations can be found in Vallenari et al.(1998) for all the clusters, except for NGC 1850. This cluster has been observed with the ESO 2.2 meter telescope in La Silla ( $0.46''/\text{pixel}$ ). The observations of NGC 1850 are described in Vallenari et al. (1994).

The stellar photometry has been performed using DAOPHOT II and a conversion to the standard Johnson  $V$  and  $I$  has been done from calibration stars in the Landolt list. In Table 1 we present the cluster sample located in the west side part of the LMC bar: 6 are components of suspected binary systems (SL 349-SL 353, SL 356-SL 357, SL 385-SL 387). NGC 1850 can be considered as a binary or even triple system (Fischer et al.1993; Vallenari et al. 1994). SL 268 is an isolated object included to have a control cluster relative to the LMC gravitational tidal field.

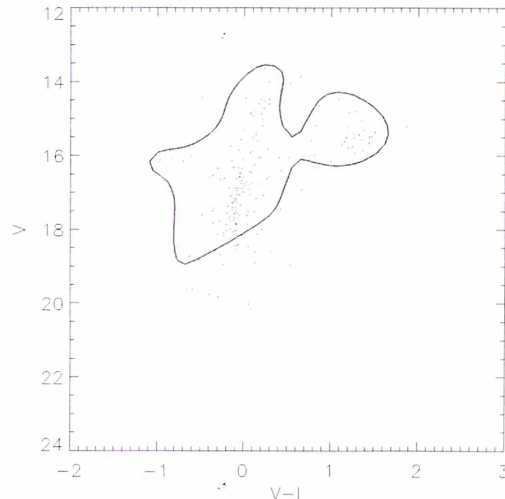
## 3. Data reduction

### 3.1. Tidal tail extension

From the Color-Magnitude Diagram (CMD) contrast between the cluster and the field, we construct a signal/noise function  $s-n$  in the Color-Magnitude Space (CMS) for each pair: details of the method are given in G95. In Fig. 1 the function  $s-n$  is presented for NGC 1850: its main sequence termination point,



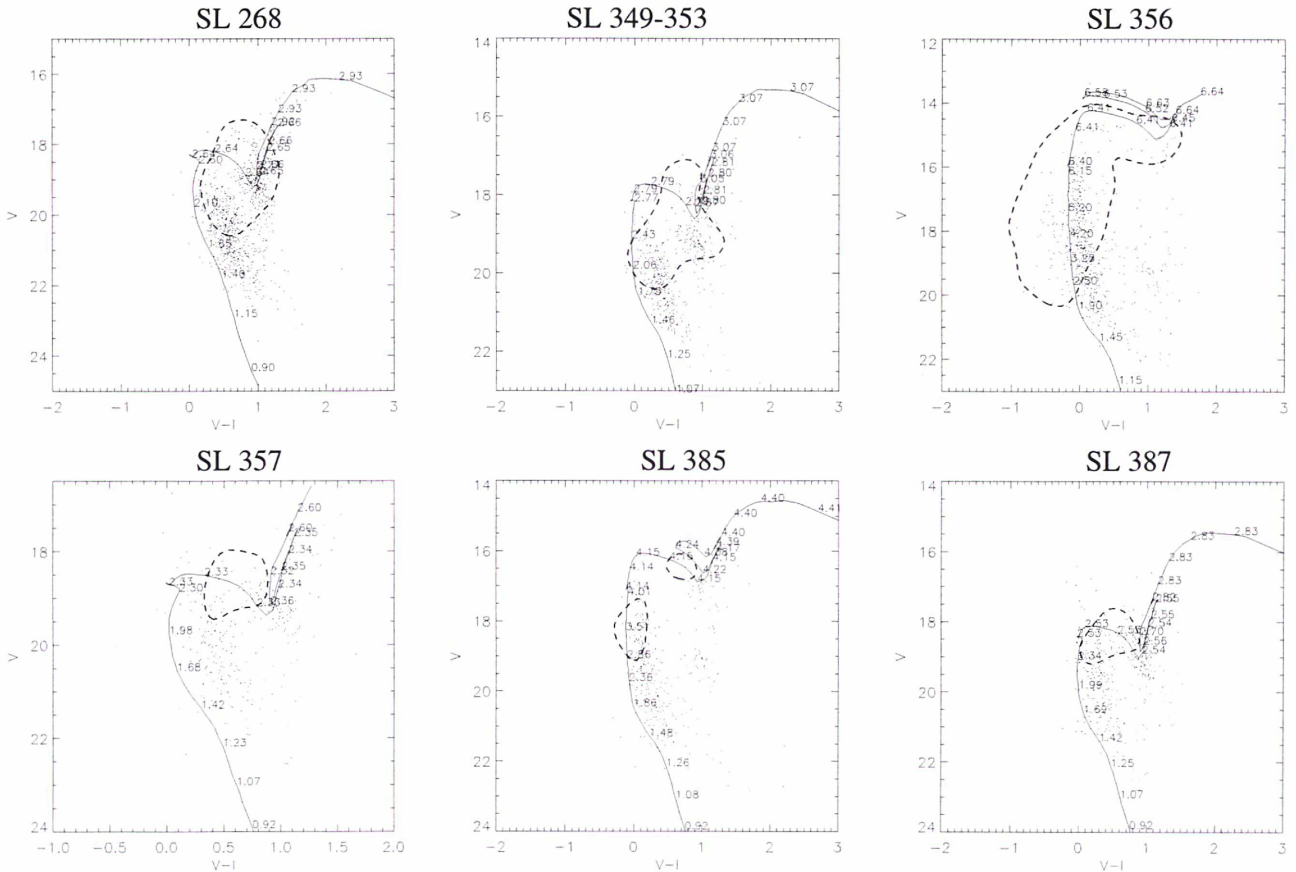
**Fig. 1.** Function  $s-n$  towards NGC 1850. A high  $s-n$  value in the color-magnitude space indicates a reliable separation for the underlying stars relative to the field stars.



**Fig. 2.** CMD of the stars towards NGC 1850 and the contour which limits the area with a high S/N to select the stars.

because of its young age, is about  $V \sim 16.5$  and the evolved star region is clearly seen with a good S/N. The low values of the function represent the main sequence stars of the LMC field population.

SL 349 and SL 353 are not distinguishable on the basis of their CMD, due to their similar age. We will treat both clusters as a whole to derive the tidal extension of the pair. SL 268 and SL 356 present the higher contrast relative to the field stars. In all the cases the highest S/N is for the upper part of the main sequence and for the evolved stars. From this  $s-n$  function, we select a high-S/N region in the CMS to filter the star catalog, as shown for NGC 1850 in Fig. 2. We present in Fig. 3 the areas in the CMS retained to select the stars for the whole sample of clusters.



**Fig. 3.** CMDs of the stars towards the clusters. The dashed line is the mask to select the stars. As we already said, the similarity of the two CMDs in the case of SL 349 and SL 353 makes it impossible to find a reliable area in the CMS to separate the two clusters. Isochrones of the appropriate age are plotted (see Table 1 and for more details Vallenari et al. 1998). Stellar masses along the isochrones (in  $M_{\odot}$ ) are also indicated.

The threshold is chosen as a compromise between the high-est S/N and star-counts sufficiently high to prevent poissonian noise fluctuation which would decrease the final spatial resolution after the wavelet reconstruction: the higher the S/N threshold, the better the separation between the field stars and the cluster members, and between the clusters themselves with the constraint to be above  $3\sigma$  poissonian star-counts noise.

On the CMD-selected star counts map we fit a background map following G95 by masking the cluster (from one cluster radius  $r_{cl}$  to  $2 \times r_{cl}$ ) and using a blanking value inside, equal to the mean between 1.5 and  $2.5 \times r_{cl}$  to get a smooth background: we fit a low-order bivariate polynomial surface, mainly first or second order surface to avoid to erase some local variation by higher order polynomials (see G95). We subtract this background from the CMD-selected map.

On that final density map a Wavelet Transform (WT) is performed, using the so-called “à trous” algorithm (see Bijaoui 1991) which decomposes a 2D array in different planes, each one being a representation of a particular scale. A more complete discussion of the use of WT can be found in Leon et al. (1999). We retain only the planes 3 to 7, removing the highest planes which represent the low scale details. Different tests on the final

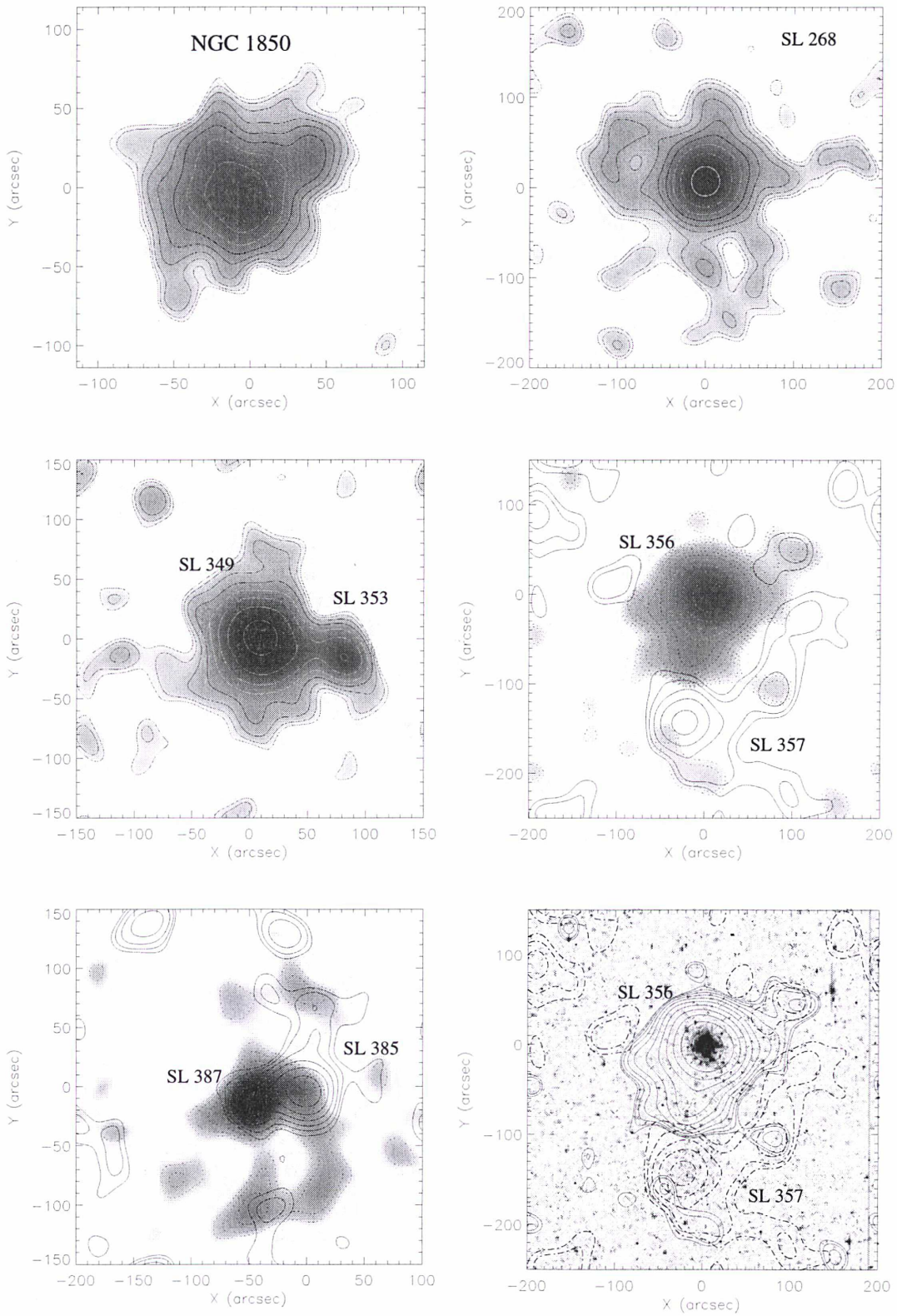
map have shown (cf. Leon et al. 1999) that this resolution can be used at a high confidence level. Typically the map resolution in the cluster region is about  $15''$ . On Fig. 4 the tidal tail density distribution for each cluster is shown.

### 3.2. Tidal tail mass

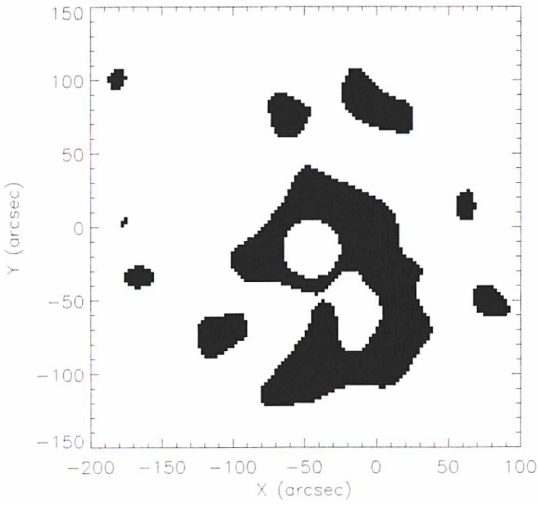
We perform star-counts in the tail by masking the cluster itself, first using the radius of the cluster  $r_{cl}$  given by Bica et al. (1996) and shown in Table 1, and second, defining a radius  $2 \times r_{cl}$ . Then we mask the star-count from the density above a threshold, which is chosen as the lowest level on the Fig. 4. An example of mask, for the object SL 387, is shown on Fig. 5.

To derive the stellar mass released in the tail we estimate the ratio of stars in the CMD mask used to select the stars relatively to the total number of stars. The stellar mass range in the clusters are derived from the isochrone fitting of the cluster CMDs made by Vallenari et al. (1998).

In Fig. 3 the CMDs and the appropriate isochrones are shown for each cluster, together with the involved stellar masses. We define for each object  $M_{min}$  and  $M_{max}$  as the minimum and maximum stellar masses respectively, in selected mask of the



**Fig. 4.** Surface density (Log) of the star clusters. For SL 356-SL 357 and SL 385-SL 387 contours stand for one of the components. In addition, we present in the lower-right panel the optical image of the pair SL 356-SL 357 overlaid by the same contours.



**Fig. 5.** Example of mask on the tail of SL 387 used to count the stars selected from the CMD mask. We mask as well the cluster using a radius from Bica et al.(1996).

CMD. We make use of a Salpeter law for the initial mass function (IMF):

$$\Phi(m) = Km^{-\alpha}, \quad m_{\text{low}} < m < m_{\text{up}} \quad (1)$$

where  $\alpha$  is the slope,  $m_{\text{low}} = 0.2M_{\odot}$  and  $m_{\text{up}}$  are the lowest and highest stellar masses respectively, in the whole cluster.  $K$  is a normalization constant.

Finally, the conversion factor  $\Gamma$  between the total mass in the tail and the number of stars in the selected region (mask) of the cluster CMD is given by the formula:

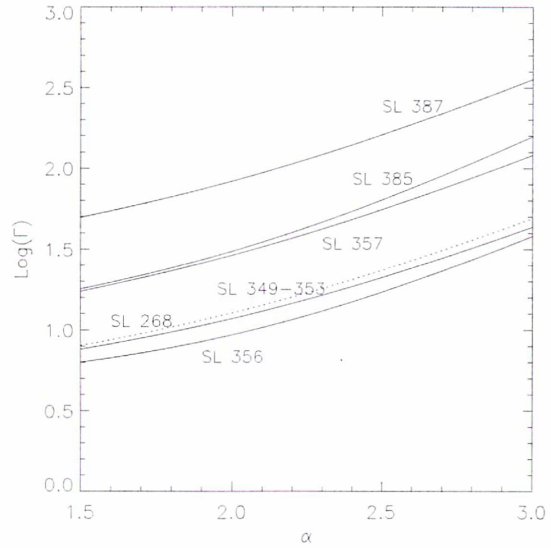
$$\Gamma = M_{\text{tail}}/N_{\text{mask}} = \frac{1-\alpha}{2-\alpha} \frac{m_{\text{up}}^{2-\alpha} - m_{\text{low}}^{2-\alpha}}{M_{\text{max}}^{1-\alpha} - M_{\text{min}}^{1-\alpha}} \quad (2)$$

$\Gamma$  is critically depending on the adopted value of  $m_{\text{low}}$  and on the IMF slope  $\alpha$  (see Scalo 1997 for an exhaustive discussion of the topic). Table 2 gives the parameters used to compute the tidal tail mass in each object. In the whole mass range a Salpeter slope ( $\alpha = 2.35$ ) is adopted.

Nevertheless, we must point out that several effects might influence our results:

(i) The clusters we have analyzed are affected by a severe crowding. This can result in a underestimate of the stellar density. This effect becomes relevant mainly at fainter magnitudes and towards the center of the cluster. However, our star-counts are based on the brightest part of the CMD ( $V > 20$ ), less affected by the crowding. From the usual experiments with artificial stars, we estimate that the incompleteness correction, defined as the ratio of the number of recovered stars to the total, is higher than 75–80% for magnitudes brighter than  $V = 20$ , but becomes higher than 95% for  $V < 19$ .

(ii) The  $\Gamma$  conversion factor between the star-counts in the tail and the total mass of the tail is the most important source of uncertainty, changing of an order of magnitude when the slope ranges from 1.5 to 3.0. Fig. 6 shows the variation of  $\Gamma$  in the



**Fig. 6.** Gamma estimation for the studied clusters vs. the slope of the mass function, relative to the parameters of the CMD mask used to select the stars. The isolated cluster SL 268 is in dotted line. The data referring to NGC 1850 are not shown (see text for details).

**Table 2.**  $N_{\text{tail}}$  is the star count from the CMD mask in the tails, in parenthesis we give the same estimate masking the cluster with a radius twice as larger.

Cluster	$N_{\text{tail}}$	$M_{\text{min}}$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{\text{max}}$ ( $M_{\odot}$ )	$m_{\text{up}}$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{\text{tail}}^{\dagger}/M_{\text{cl}}^{\S}$ ( $10^3 M_{\odot}$ )
SL 268	450(290)	1.80	2.90	2.93	8.6 / 17
SL 349	450(190) <sup>†</sup>	1.73	2.90	3.10	7.8
SL 353	450(190) <sup>†</sup>	1.73	2.90	3.10	7.8
SL 356	130(50)	1.90	6.64	6.64	1.8 / 26
SL 357	610(540)	2.10	2.58	2.61	27.4
SL 385	130(100)	2.85	4.00	4.42	6.5
SL 387	230(180)	2.35	2.54	2.83	29.9

<sup>†</sup> no distinction between the two clusters SL 349 and SL 353.

<sup>‡</sup>  $M_{\text{tail}}$  is the mass in the tails given for a Salpeter slope (2.35).

<sup>§</sup>  $M_{\text{cl}}$  is the estimated total mass of the cluster.

observed clusters at changing IMF slope. NGC 1850 is not included, since the small field of view has prevented any reliable determination. The result of Fig. 6 reflects the fact that the initial mass function slope in the LMC clusters is poorly constrained by the observations. Additional difficulties arise when mass segregation is present, as it is found in the young LMC clusters SL 666 and NGC 2098 (Kontizas et al.1998). The  $\Gamma$  factor is as well dependent on the minimum mass  $M_{\text{min}}$  selected by the CMD-masking. The  $\Gamma$  estimate is less influenced by the value of the upper mass  $M_{\text{up}}$ .

(iii) To define the selected cluster region, we make use of the diameters from Bica et al.(1996) which are not the tidal radii  $r_t$ . However, deriving the tidal radius of both the components of a pair is quite difficult, because of the mutual interaction between the clusters. In the case of SL 357, choosing a radius twice as

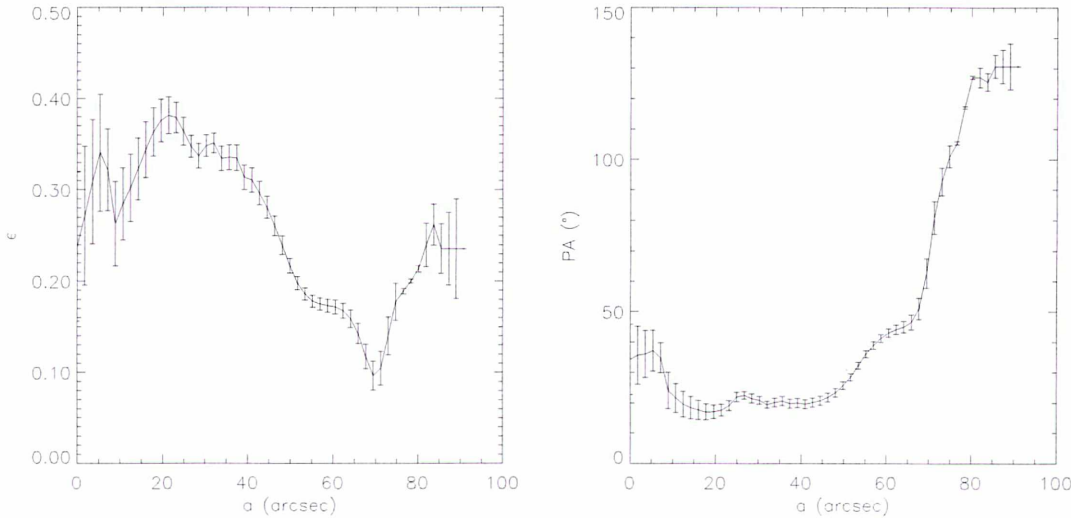


Fig. 7. Ellipticity  $\epsilon$  (left) and position angle PA (right) vs. semi-major axis for NGC 1850.

large results in a mass determination 10% lower. Nevertheless the correction becomes more relevant for clusters having higher density as shown in Table 2.

(iv) Pollution from overdensities not related to the cluster cannot be avoided, as in the case of SL 385 with an overdensity in the north-east corner which is the cluster NGC 1926  $\equiv$  SL 403 (see Fig. 4). However, because of high S/N on the CMD mask, this effect is not expected to strongly bias the results.

Finally, when all these effects are taken into account, we can estimate that the tidal mass indicated in Table 2 is likely to be an upper limit to the real mass loss of the clusters.

#### 4. Discussion

In this section, we discuss the results for each cluster pair separately. Hints about the most probable formation scenario of binary clusters are given.

##### 4.1. NGC 1850

NGC 1850 ( $\equiv$  SL 261) is a massive cluster which could be part of a binary or triple system (see Fischer et al. 1993; Vallenari et al. 1994). As already stated in previous sections, we did not perform star-counts in the outermost halo of the cluster, because of the small field of view. We have performed an ellipticity and position angle analysis using `ellipse` IRAF task that we show in Fig. 7 to separate the core/halo structure. The surface density presents an elongated shape (see Fig. 4) with an ellipticity  $\epsilon \sim 0.25$  oriented in the direction NW-SE ( $PA \sim 130^\circ$ ).

The NW tail can be seen on the optical image as a concentration of stars. Contrary to the other clusters, showing quite regular isophotes in the inner regions, NGC 1850 exhibits very disturbed isophotes even at small radii which could be interpreted as due to the interaction with the other very close components. The core structure is elongated perpendicularly to the outer isophote ( $PA \sim 20^\circ$ ). NGC 1850 is the only case in our sample exhibiting

a high core ellipticity which could be attributed to strong tidal interactions in a triple system.

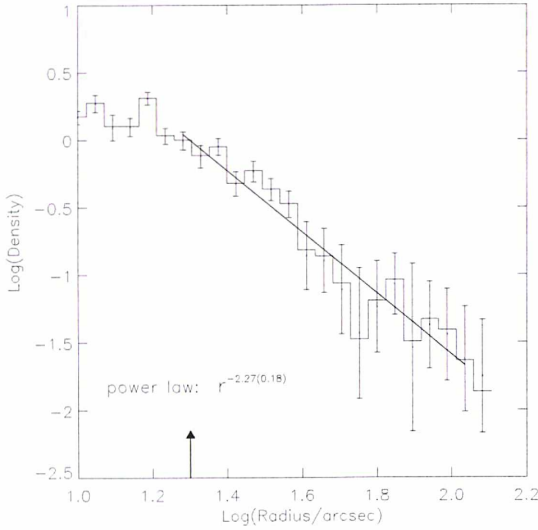
Fischer et al. (1993) noted the presence of two diffuse clusters inside a radius of  $6'$  from NGC 1850 center. We tentatively interpret this structure as due to stars stripped by the cluster by gravitational “harassment” in this very crowded region at the border of the LMC bar.

From a  $(V, B - V)$  CMD, Vallenari et al. (1994) found 3 components (called A, B, C) located inside about  $1'$  from the cluster center. They estimated the ages of components A and C to be about  $6 \times 10^7$  years, whereas the youngest component, B, has an age of  $8 \times 10^6$  years. The age difference between the components is marginally consistent with the time scale expected on the basis of the model by Fujimoto & Kumai (1997).

##### 4.2. SL 268

SL 268 is an isolated cluster we have used to calibrate the tidal effect of the LMC bar field on the clusters. Clearly the interaction with the gravitational tidal field of the LMC has strong effect on the cluster evolution. The NS tidal extension is 60 pc large. In the southern part of it, the low density region is an artefact due to the presence of a bright star. The tidal tail protruding towards NE accounts for a large part of the  $8.6 \times 10^3 M_\odot$  present in the tails.

A fit of the surface density in the halo of the cluster is performed, using a power law function. The surface density, as shown in Fig. 8, is decreasing as  $r^{-\gamma}$  with  $\gamma=2.27$ . This is consistent with the results by Elson et al. (1987), hereafter EFF, who found for a sample of LMC clusters typical values of  $\gamma$  ranging from 2.2 to 3.2. However, we point out that, due to the tidal distortion of the isophotal contours, this one-dimensional profile is not a good representation of the spatial distribution which is far from being uniform with the position angle. This profile, as found by EFF, means that as much as 50% of the total mass of the cluster could be in an unbound halo. We can estimate the



**Fig. 8.** SL 268: surface density of stars selected from the CMD mask. The arrow is at the position of the cluster masked to count the halo and evaporated stars. The surface density is fitted by a power-law in the outskirts with a slope of  $2.27(\pm 0.18)$ . To have an estimation of the surface density mass, the values have to be multiplied by the  $\Gamma$  correction.

mass of SL 268 to be about  $1.7 \times 10^4 M_{\odot}$ , following the procedure outlined by EFF and taking the value of NGC 2004 in EFF which has a slope similar to the one of SL 268. We remind that in the Galactic globular clusters the tidal tail mass represents only a few percents of the cluster mass (Combes et al.1999; Leon et al.1999) where the tidal stripping by the Galactic potential well is much stronger and efficient.

#### 4.3. Pair SL 349-SL 353

Because of their very similar CMDs, SL 349 and SL 353 ( $\equiv$  Hodge 1) cannot be separated, as discussed in previous sections. For this reason, no density profiles are presented. The total tidal tail mass of the pair is  $7.8 \times 10^3 M_{\odot}$ . The tidal extension in the NS direction associated with SL 349 (see Fig. 4) is similar to the one of SL 268 and could be interpreted as due only to the LMC tidal field. The tail going towards the east along the southern side of SL 349 is difficult to be explained in that way. Even if a projection effect cannot be ruled out totally, it is tempting to associate it to the presence of SL 353. A similar effect is noticed in the case of SL 357 (see following section).

According to Bhatia (1990), the survival time of binary system immersed in the LMC tidal field is at maximum of the order of  $\sim 4 \times 10^7$  yr. This pair, with an age of  $5 \times 10^8$  yr, is an example of old surviving binary pair. We refer to this as the “overmerging” problem. This long lifetime might be explained by the scenario proposed by Bica et al.(1992): star clusters form in groups (Star Cluster Groups, SCGs) inside Giant Molecular Clouds (GMCs) with a high star formation efficiency. The burst of cluster formations can be enhanced during a longer period than the one needed to produce a single cluster ( $\sim 10^7$  years).

**Table 3.** SCG memberships relative to the cluster observed (#1). The criteria are the following: projected distance to the cluster less than  $0.25^{\circ}$  and with SWB type different at most by one unity (from Bica et al.1996).

#1	#2	#3	#4	#5	#6	#7
SL349	SL353	SL379	SL390			
SL356	SL357	SL344	SL358	SL361	S Dor	SL373
SL385	SL387	SL358	SL403	SL418		

This is in agreement with Efremov & Elmegreen (1998) who find that the star formation process is hierarchical in time and space: small regions are expected to form stars on short time scale (less than  $10^6$  years), whereas large regions form stars over longer periods ( $\geq 3 \times 10^7$  yr).

If the clusters are formed as a part of SGC, it is not necessary that the pair SL 349-SL 353 was formed in a bound binary system, but tidal capture at later time could have been at work. In fact, inside such a high density SCG the rate of encounters must be higher than for isolated clusters (see next section).

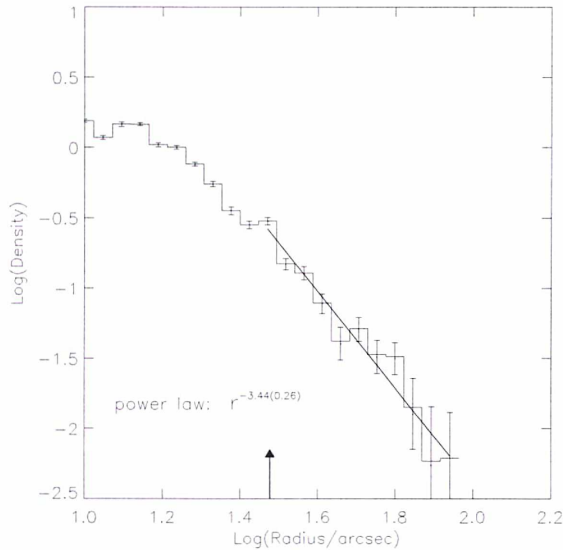
At the light of these works, we suggest that SL 349 and SL 353 are part of a SCG. Using the integrated photometry of LMC clusters by Bica et al.(1996), we tentatively identify the objects forming this SCG. We present the list in Table 3. The clusters are selected with the following criteria: cluster distance to “central” (arbitrary) cluster less than  $0.25^{\circ}$  and a SWB type (defined by Searle et al. 1980) differing at most of one unity from the SWB type of the central cluster.

The star formation in the GMCs could have been triggered by interaction between LMC and SMC. Elmegreen & Efremov (1997) have proposed that large-scale shocks can explain the formation of star clusters in interacting galaxies. It is tempting to associate the younger SCGs to the interaction of the LMC with the SMC which would have strongly enhanced the cluster formation a few  $10^8$  years ago.

#### 4.4. Pair SL 356-SL 357

SL 356-SL 357 is a puzzling pair because of the large age difference between the two components, respectively 70 Myr for SL 356 and 600 Myr for SL 357. This age difference allows us to disentangle both the components on the basis of the CMD properties. SL 356 ( $\equiv$  NGC 1903) does not exhibit extended structures (see Fig. 4). A southern tail is actually connected with the secondary component, already found by Vallenari et al.(1998). In comparison with the other clusters (see Table 2), it has no massive halo, which is explained with its steep surface density profile in the outskirts (Fig. 9): a power law of slope  $\gamma = 3.44$  is consistent with the data.

Following EFF method, we derive for SL 356 the total mass of  $2.6 \times 10^4 M_{\odot}$ . SL 357 appears optically much weaker and more diffuse than SL 356 (see Fig. 4). This object presents a very large tail which is obviously due to its interaction with SL 356, as predicted by numerical simulations (de Oliveira et al. 1998).



**Fig. 9.** SL 356: surface density of stars selected from the CMD mask. The arrow is at the position of the cluster masked to perform tidal tail star-counting. The surface density is fitted by a power-law in the outskirts with a slope of  $-3.44 (\pm 0.26)$ . To have an estimation of the surface density mass, the values have to be multiplied by the  $\Gamma$  correction.

We point out that the age difference between the two components is too large to be consistent with the Fujimoto & Kumai (1997) model of binary cluster formation. Invoking a SCG scenario for SL 356-SL 357 (see Table 3), the formation of this pair by tidal capture becomes more probable, because of an enhanced geometric cross section for the rate of encounters per cluster. Following Lee et al. (1995) we estimate a rate of encounters  $\frac{dN}{dt} \sim 10^8$  years for a cluster crossing a SCG, which is compatible with the age of SL 357 and with the large separation of the two clusters (40 parsecs). The response to the interaction is different for the two clusters: it is plausible that the concentration of SL 356 was greater than the one of SL 357, as suggested by the steep outer surface density.

We have to point out that the mass of SL 356, estimated from its low halo mass could be underestimated, while the estimation mass of the tail of SL 357 is likely overestimated, thus an unequal mass system cannot be ruled out as suggested by the Fig. 4 of de Oliveira et al. (1998) which is very similar to this system.

#### 4.5. Pair SL 385-SL 387

These two clusters present completely different spatial distribution in the halo: SL 387 exhibits tidal tails typical of stellar systems in interaction (see e.g., Hibbard & van Gorkom 1996 for interacting galaxies; de Oliveira et al. 1998 for binary clusters), with a mass loss 5 times larger than SL 385. SL 385 presents a modest extension closely resembling to SL 268, and due – at least partially – to the gravitational tidal field of the LMC. The projected separation (10 pc) between the pair components sug-

gests that they will merge rapidly in  $\lesssim 10^7$  years (see Sugimoto & Makino 1989; Bhatia 1990).

From the simulations of Sugimoto & Makino (1989) for two interacting clusters, it appears that the stars lie in the trailing side of the orbiting binary: the orbital spin must be an anti-clockwise orbital path in projection on the sky. As in the case of the pair SL 349-SL 353, SL 385-SL 387 are both older than  $10^8$  years: the overmerging problem arises once more for such a close binary system.

The SCG formation scenario can represent a convincing explanation for the formation of this pair. The list of clusters tentatively identified as belonging to this SCG together with SL 385 and SL 387 is given in Table 3.

Finally, we point out that due to the small separation of the pair, density profiles cannot be used to derive the total masses of the clusters.

## 5. Conclusion

We study the tidal tail extensions of 8 star clusters in the LMC bar, using star-counts on the CMDs. Seven of these clusters are suspected to belong to binary or multiple systems, while one (SL 268) is isolated. The presence of tidal tails typical of stellar systems in interaction confirms that all the pairs are physically connected, as already found for other binary clusters by Kontizas et al. (1993): it appears that in their cluster sample, the ages of the binaries are less than a few  $10^7$  years and a coeval evolution before the merging cannot be ruled out. Nevertheless we point out that their objects are located in a cluster-rich environment which can be related to a Star Cluster Group (SCG).

The isolated cluster SL 268 have about 50% of its mass in its outskirts, as found already for other clusters by EFF. The halo density distribution of this cluster appears to be strongly shaped by the LMC tidal field. The luminosity profiles of SL 268 and SL 356, at large radii, fall off as  $r^{-\gamma}$ , with  $\gamma$  equal to 2.27 and 3.44 respectively, in good agreement with the values found by EFF.

All the observed pairs are older than the survival time of binary clusters estimated by theoretical models (less than  $4 \times 10^7$  years, see Bhatia 1990; Sugimoto & Makino 1989). We refer to this as the “overmerging” problem. The star cluster group (SCG) scenario invoking the formation of these clusters as part of a large group during the last interaction with the SMC, can help in solving this problem. We point out that a recent study of binary clusters in the SMC discloses the same “overmerging” problem (Dieball & Grebel 1998). We suggest that this scenario formation in SCG induced by tidal interaction with the SMC is different with the quiescent one in the Milky Way: the binary cluster frequency appears to be much lower, despite the opposite claim of Subramaniam et al. (1995). In the SCGs binary clusters could have formed with a delay compatible with the current age found in the studied pairs. This scenario, as well, could explain the peculiar pair SL 356-SL 357 which would have form from a tidal capture of SL 357 by the more massive cluster SL 356, thanks to a cross section increased in the SCG. We tentatively

give in the memberships of the different SCGs selected from the survey of Bica et al. (1996).

A dynamical study of the SCGs would be of great interest. A more complete identification of SCGs and a dynamical analysis of star clusters embedded in the LMC field will be presented in forthcoming papers.

*Acknowledgements.* We thank G. Meylan for his helpful remarks and V. Charmandaris for his XIRAF scripts. We also gratefully acknowledge useful comments from the referee M. Kontizas.

### References

- Bergond G., Leon S., Guibert J., 1999, in prep.  
 Bhatia R., 1990, PASJ 42, 757  
 Bhatia R., Hatzidimitriou D., 1988, MNRAS 230, 215  
 Bhatia R., Read M., Hatzidimitriou D., Tritton S., 1991, A&AS 87, 335  
 Bica E., Clariá J., Dottori H., 1992, AJ 103, 1859  
 Bica E., Clariá J., Dottori H., Santos J.F.C., Piatti A.E., 1996, ApJS 102, 57  
 Bijaoui A., 1991, The wavelet transform. In: Data Analysis Workshop 3, 3  
 Combes F., Leon S., Meylan S., 1999, in prep.  
 Dieball A., Grebel E.K., 1998, Binary clusters in the Magellanic Clouds II: The Small Magellanic Cloud. In: Annual Scientific Meeting of the Astronomische Gesellschaft at Heidelberg, September 14–19, 1998, poster #P72  
 Efremov Y., Elmegreen B., 1998, MNRAS 299, 588  
 Elmegreen B., Efremov Y., 1997, ApJ 480, 235  
 Elson R., Fall M., Freeman K., 1987, ApJ 323, 54 (EFF)  
 Fischer P., Welch D., Mateo M., 1993, AJ 105, 938  
 Fujimoto M., Kumai Y., 1997, AJ 113, 249  
 Goodwin S.P., 1997, MNRAS 286, L39  
 Grillmair C.J., Freeman K.C., Irwin M., Quinn P.J., 1995, AJ 109, 2553 (G95)  
 Grondin L., Demers S., Kunkel W., 1992, AJ 103, 1234  
 Hibbard J., van Gorkom J., 1996, AJ 111, 655  
 Kontizas E., Kontizas M., Michalitsianos A.G., 1993, A&A 267, 59  
 Kontizas M., Hatzidimitriou D., Bellas-Velidis I., et al., 1998, A&A 336, 503  
 Lee S., Schramm D., Grant J., 1995, ApJ 449, 616  
 Leon S., Meylan G., Combes F., 1999, in prep.  
 de Oliveira M.R., Dottori H., Bica E., 1998, MNRAS 295, 921  
 Scalo J., 1997, In: Gilmore G., Howell D. (eds.) The Stellar Initial Mass Function (38th Herstmonceux Conference). ASP Conference Series 142, 201  
 Searle L., Wilkinson A., Bagnuolo W.G., 1980, ApJ 239, 803  
 Subramaniam A., Gorti U., Sagar R., Bhatt H.C., 1995, A&A 302, 86  
 Sugimoto D., Makino J., 1989, PASJ 41, 1117  
 Vallenari A., Aparicio A., Fagotto F., et al., 1994, A&A 284, 447  
 Vallenari A., Bettoni D., Chiosi C., 1998, A&A 331, 506

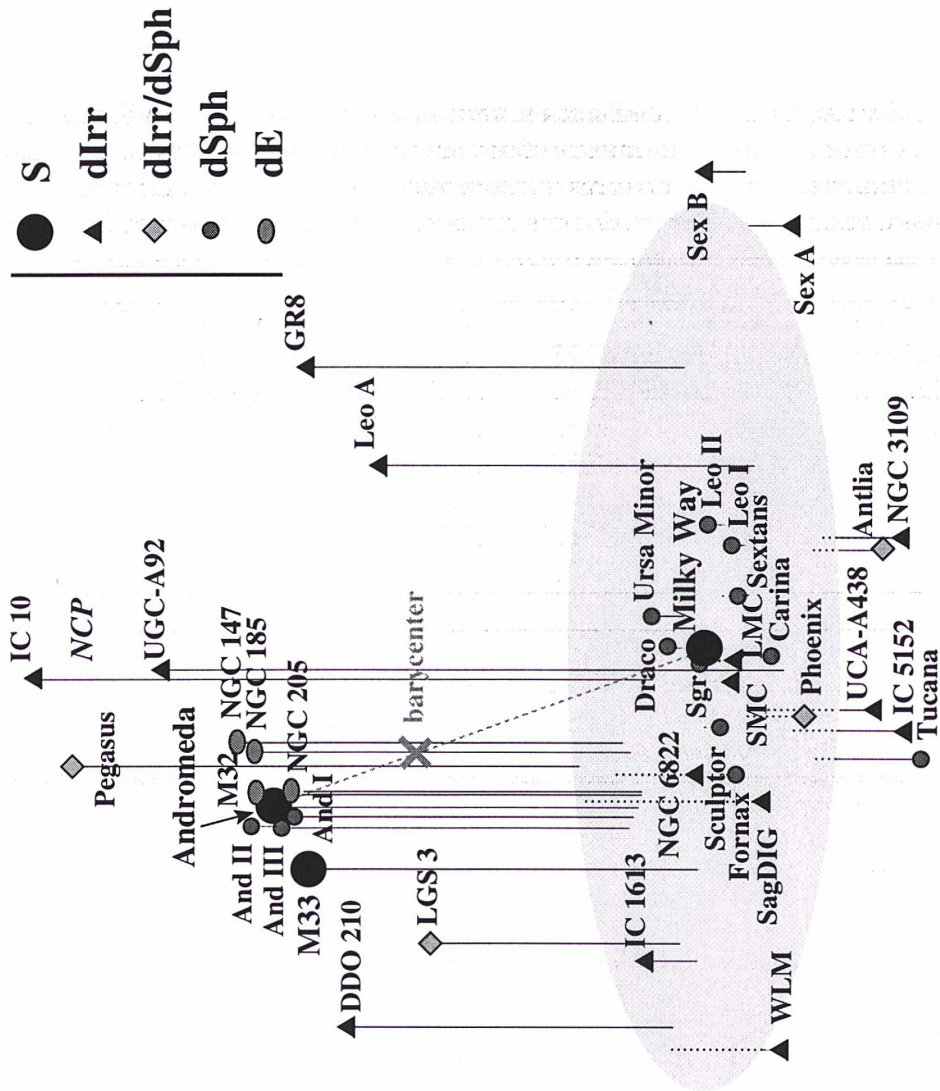


FIG. 5.4 – Distribution spatiale des membres du Groupe Local d’après Grebel [1998].

## 5.4 Perspectives sur les amas dans le Groupe Local

Avec S. Léon et A. Vallenari, la poursuite de l’étude des amas (en particulier, des objets binaires) dans les Nuages de Magellan est prévue, en utilisant de nouvelles données EIS *Pre-Flames* mais également les catalogues *OGLE* (Pietrzynski & Udalski [2000]). L’imagerie d’amas ouverts ou globulaires résolus au moins partiellement en étoiles dans d’autres naines du Groupe Local (voir FIG. 5.4 ci-dessous) est désormais envisageable avec les nouveaux moyens d’observations, en particulier les instruments à optique active ou adaptative. Voir les premières images au VLT *Antu* du système *NAOS* (muni de la caméra infrarouge *CONICA*) de l’amas Galactique — donc proche mais très compact — NGC 3603 sur le site <http://www.obspm.fr/actual/nouvelle/dec01/Naos.fr.shtml>.

## Chapitre 6

# Groupes de galaxies

La plupart des galaxies appartiennent à des groupes pauvres, qui représentent des structures intermédiaires entre les galaxies isolées et les ensembles beaucoup plus riches que sont les grands amas : *Coma*, *CrB*, etc. Par “pauvreté” on entend généralement pas plus de cinq galaxies massives cataloguées, valeur qui peut être multipliée par dix quand on inclut la partie plus faible de la fonction de luminosité (naines jusqu’à  $M_V \approx -14$ ), ce qui est à l’image du Groupe Local (FIG. 5.4 ci-contre). Ces regroupements relativement modestes sont, en général, liés par la gravitation. Dans bien des cas en effet, la découverte en rayons X<sup>1</sup> d’un halo de gaz très chaud, typiquement  $\approx 10^6$ – $10^7$  K, autour de certains groupes prouve leur existence physique. Cela corrobore l’hypothèse d’une importante quantité de matière présente autour des groupes de galaxies : un milieu intra-groupe est piégé dans le potentiel gravitationnel de l’ensemble (Mulchaey & Zabludoff [1998]). Le halo de matière noire représenterait jusqu’à dix fois la masse des galaxies et cent fois la masse du gaz X. Sa présence explique que malgré les densités relativement élevées — surtout pour les groupes pauvres compacts, voir section suivante — beaucoup n’aient pas encore fusionné et soient toujours observables aujourd’hui. En fait, une bonne partie de la matière baryonique semble contenue dans les groupes de galaxies.

Des phénomènes plus internes aux galaxies, par exemple les flambées stellaires violentes ou des jets dus à de possibles trous noirs centraux, interagissent avec le milieu inter-galactique qui peut avoir, à son tour, un effet important sur le contenu gazeux des spirales par exemple (dépouillement du gaz ou “*ram pressure stripping*”, mais moins fortement que dans les amas riches comme *Virgo*). Les simulations hydrodynamiques de plus en plus réalistes servent de comparaison précieuse aux phénomènes observés, des rayons X aux ondes radio. De plus, avec les faibles vitesses mutuelles régnant au sein des groupes, on s’attend naturellement à y observer de multiples phénomènes d’interaction voire de fusion. Certaines elliptiques massives, entourées de quelques satellites moins lumineux peuvent ainsi être qualifiées de restes de groupes, dans le sens où l’enveloppe X, aux propriétés typiques de celle des groupes actuels, demeure autour de la géante.

Dans une vision cosmologique hiérarchique, on pense enfin que les grands amas de galaxies sont formés par accréation de groupes pauvres. Les caractéristiques du plasma X pour des groupes de décalages vers le rouge (“*redshifts*”)  $z$  atteignant 0.5 permettent, par comparaison aux propriétés des groupes proches, de contraindre la densité moyenne de l’Univers  $\Omega_0$ . On utilise pour cela le taux de croissance de telles structures à grande échelle. Par exemple, un halo à double composante indique un amas en processus de fusion. En résumé, l’étude des groupes de galaxies est essentielle à la compréhension des phénomènes de formation et d’évolution des galaxies (“cosmologie observationnelle”).

---

<sup>1</sup> ROSAT a permis les 1<sup>res</sup> études à bonne résolution. Les satellites comme *XMM* ou *Chandra* autorisent désormais l’imagerie X avec des résolutions proches de 1 arcsec, afin d’étudier la répartition fine du plasma.

## 6.1 Groupes compacts

### 6.1.1 Définition

Les groupes compacts de galaxies sont des rassemblements pauvres mais extrêmement denses, avec parfois près de  $10^6$  /Mpc<sup>3</sup> soit autant voire plus que les cœurs des riches amas de galaxies (par exemple, *Coma* et certains Abell). Ces fortes concentrations offrent donc l'occasion unique d'étudier dans l'Univers proche des environnements extrêmes tels que ceux qui existaient vraisemblablement lors de la formation des galaxies, dont on ne perçoit aux grands décalages vers le rouge  $z$ , aujourd'hui, que peu de détails. Les membres des groupes compacts sont, de plus, souvent de type particulier<sup>2</sup>. Après la première approche de Rose [1977], Hickson [1982] a décrit précisément le type "compact", et a répertorié une centaine de groupes denses à partir du relevé du Palomar (*Hickson Compact Groups*, ou HCGs dans la suite) satisfaisant aux critères restrictifs suivants :

1. Autour de la galaxie la plus brillante de magnitude  $m_{\max}$ , existence d'au minimum 3 autres galaxies plus brillantes que  $m_{\max}+3$ ; cette contrainte limite cependant la recherche de groupes possédant des membres faibles entourant une galaxie géante.
2. La magnitude surfacique du groupe doit être plus brillante que  $26 \text{ mag}\cdot\text{arcsec}^{-2}$  (dans la bande photographique  $E$ , assimilable au rouge standard) c.-à-d. que le groupe doit clairement "ressortir" du champ comme une assemblée de galaxies brillantes ; ce critère est indépendant de la distance, du moins au premier ordre.
3. Enfin, le groupe doit être suffisamment isolé en imposant qu'aucune galaxie de champ plus brillante que  $m_{\max}+3$  ne doive apparaître dans la couronne [ $\Theta_G, 3\Theta_G$ ] où  $\Theta_G$  est le rayon qui minimise le cercle d'inclusion de toutes les galaxies du groupe ; cette condition d'isolement n'a cependant pas de véritable sens physique.

On peut définir des critères plus "subtils" (et moins visuels) pour découvrir d'autres groupes compacts (par exemple, Ribeiro et al. [1998]) dont la réalité physique ne peut être confirmée que par des vitesses radiales. Le déficit apparent de naines dans la majorité des HCGs est en partie explicable par les critères de sélection. Pour une liste bibliographique complète (jusqu'en 1998...) dédiée aux groupes compacts, on pourra consulter le site *Compact Group Database* : [www.astro.ubc.ca/people/hickson/hcg/index.html](http://www.astro.ubc.ca/people/hickson/hcg/index.html) de Paul Hickson, où des images FITS à basse résolution sont également disponibles.

En fait, certains HCGs paraissent être les noyaux concentrés d'associations plus vastes (cf. Ribeiro et al. [1998]) qui pourraient "alimenter" le noyau compact qui aurait dû disparaître rapidement. La haute densité et les faibles vitesses mutuelles entre les membres, avec des temps de traversée  $t_d$  (revoir chap. 1) peu élevés rendent en effet les collisions/fusions très probables : les groupes compacts sont des assemblées éphémères ( $t_d \lesssim \frac{H_0^{-1}}{20}$ ), dont on pense qu'elles finissent probablement par fusionner en une elliptique de champ lumineuse comme celle détectée par Ponman et al. [1994]. Le taux de phénomènes de fusion paraît pourtant trop bas par rapport à  $t_d$  dans beaucoup de groupes compacts, du moins avec les observations actuelles. Leur contenu en matière noire est estimé à  $M/L \approx$

<sup>2</sup>Les groupes compacts incluent couramment des galaxies de Seyfert ou des AGN, de mêmes que des galaxies à flambées d'étoiles (*starbursts*) et autres LINER qui peuvent être étudiées en IR. Même les galaxies elliptiques a priori normales qui constituent la moitié de la population des HCGs se placent en dehors du plan fondamental des galaxies, avec souvent une émission radio centrale pour l'elliptique la plus massive.

50. La présence de ce halo de masse cachée expliquerait que malgré les densités élevées, nombre de HCGs n'aient pas encore fusionné et existent encore aujourd'hui. Et bien que certains aient expliqué l'existence de HCGs comme des alignements fortuits de groupes épars (Mamon [1986]) ou même de filaments puisque les décalages vers le rouge de plusieurs membres de HCGs sont incompatibles, la plupart semblent réels comme prouvé par des études spectroscopiques (donnant les  $V_r$ ) et par la présence de phénomènes collisionnels évidents dans environ 30% des cas. Consulter Tovmassian & Chavushyan [2000] pour d'autres hypothèses sur les groupes compacts. De plus, les observations récentes en X montrent que près des trois-quarts des HCGs sont entourés d'un halo de gaz chaud très étendu, renforçant l'existence physique de groupes compacts denses (voir en particulier Ponman et al. [1996]). Les HCGs sont donc majoritairement des associations fortement liées (avec un rayon de cœur  $r_c \approx 10$  kpc). Une bonne partie des HCGs paraissent virialisés, avec une distribution des vitesses gaussienne pour les trois-quarts d'entre eux.

### 6.1.2 Étude au VLT

En collaboration avec l'équipe de dynamique des galaxies de l'Observatoire de Marseille (L. Athanassoula, A. Bosma et F. Leeuwijn, investigateur principal) nous avons entrepris un projet liant observations et simulations de groupes compacts de galaxies, en s'intéressant à leurs systèmes d'amas globulaires. Les AGs sont en effet d'excellents "marqueurs" des divers phénomènes rencontrés, et leurs propriétés d'ensemble peuvent être utilisées afin de mieux comprendre les multiples processus dynamiques en jeu au sein de ces environnements extrêmes. Nous avons obtenu du temps sur l'unité 1 du VLT (*Antu*) muni de *FORS* (*F*ocal *R*educer/*l*ow *d*ispersion *S*pectrograph) pour effectuer l'imagerie profonde de plusieurs groupes compacts, que l'on avait sélectionnés pour leur proximité (de sorte à pouvoir détecter une bonne partie de la GCLF) et pour leur richesse en elliptiques. La fraction de spirales est d'ailleurs plus faible dans les HCGs que pour les galaxies de champ, indice supplémentaire que la fusion est fréquente dans les groupes denses. Sur la liste des 5 groupes initialement proposés avec leurs champs de contrôle associés, nous avons dû, avec 14 h accordées, limiter le choix à HCG 2, HCG 7 et HCG 90.

Mais finalement, seul Hickson 90 et son champ de contrôle ont été intégrés dans les bandes *B*, *V* et *R* sous des conditions photométriques en mode service. On montre simplement dans la FIG. 6.1 l'image sommée des trois seules poses réalisées sur le groupe HCG 7, dans de mauvaises conditions (cirrus) mais où des queues de marée sont visibles. Aucune image de HCG 2 n'a été prise. Les observations sur HCG 90 (voir ex. FIG. 6.2) se sont étalées de mai à août 2000. Il serait nécessaire de disposer d'un échantillon significatif de groupes de galaxies permettant une comparaison entre divers systèmes d'AGs.

Pour ce qui est du groupe compact HCG 90, on résume dans le tableau 6.1 les caractéristiques individuelles de ses quatre membres principaux. HCG 90 est parmi les 15 groupes les plus compacts de la liste de Hickson, avec une brillance moyenne  $\mu_G$  élevée proche de  $22 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$ ; les estimations de sa distance varient entre  $\sim 30$  Mpc et  $\sim 50$  Mpc. Comme beaucoup de groupes compacts, par rapport à des assemblées plus éparées, HCG 90 semble clairement déficient en hydrogène neutre. En fait, aucune trace de HI n'est détectable (Verdes-Montenegro & León 2000, communication privée), pas même dans la queue de marée au NO de NGC 7174 qui semble indiquer un phénomène de fusion amorcée. L'une des caractéristiques les plus intéressantes de HCG 90 est que l'émission X ne coïncide avec aucun des 4 membres massifs : le groupe dans son ensemble baigne dans une enveloppe de gaz chaud. Zabludoff & Mulchaey [1998] proposent enfin que la fusion des membres de HCG 90 devrait donner une galaxie centrale d'amas (cD).

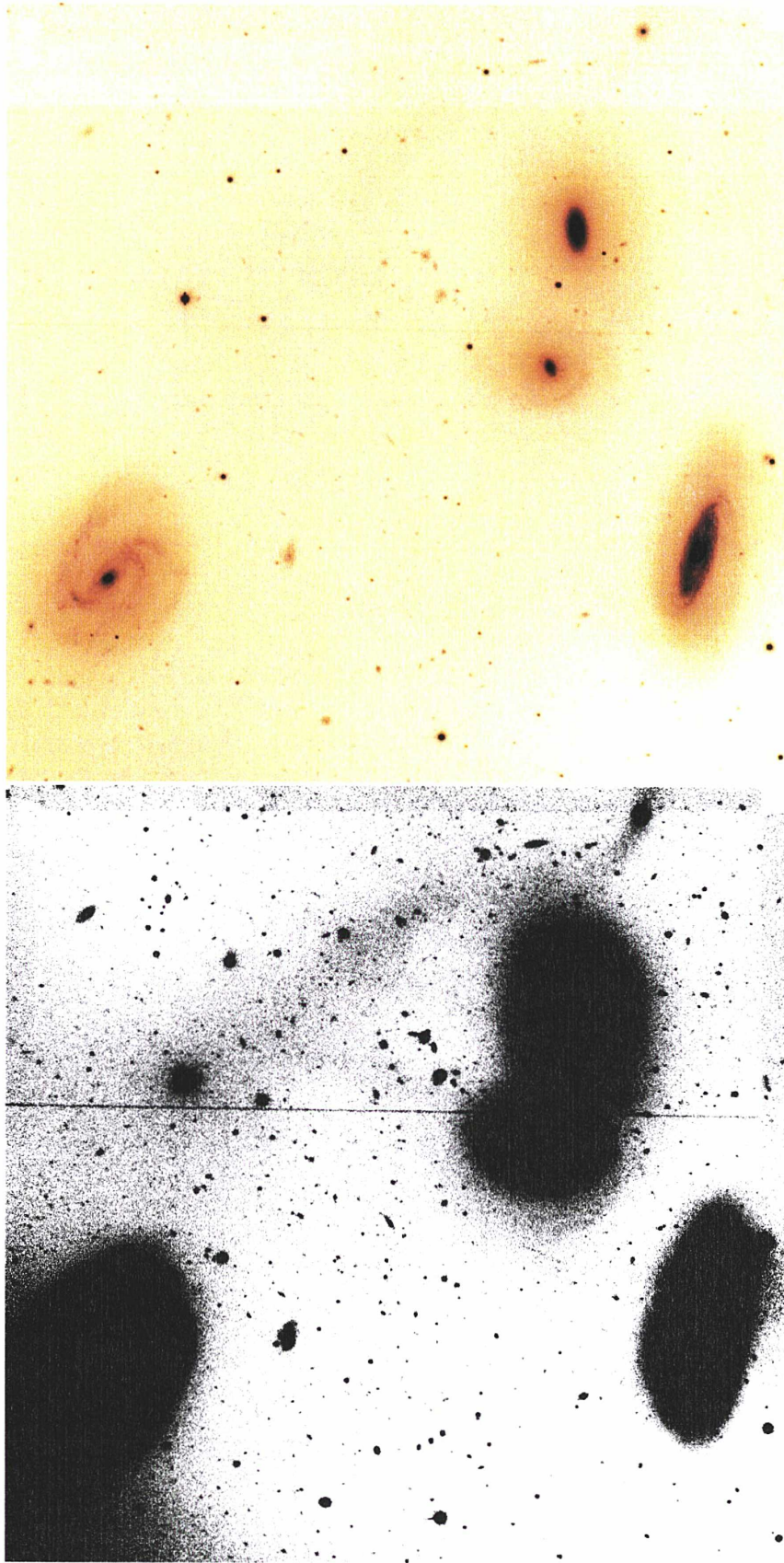


FIG. 6.1 – **En haut** : image résultant de l'addition des 3 poses en  $V$  sur HCG 7. Les structures spirales des galaxies sont nettes. **En bas** : même image mais avec un haut contraste afin de montrer les queues de marée reliant plusieurs membres. Le défaut de mise à niveau des gains des pixels ("*flat-fielding*") est évident dans les coins SE et SO du champ.

TAB. 6.1 – Propriétés des membres principaux de HCG 90 d’après les données du catalogue de Hickson. Seules les trois dernières galaxies (NGC 7173, NGC 7174 ainsi que l’E/S0 NGC 7176) sont visibles ensemble dans le champ de FORS (qui est limité à  $45''$ ).

Galaxie	$\alpha_{B1950.0}$	$\delta_{B1950.0}$	Type	$B_{\text{tot}}$	$V_r$ (km·s $^{-1}$ )
NGC 7172	21h59m07 <sup>s</sup> .6	-32°06'42"	Sa	12.84	2575
NGC 7173	21h59m08 <sup>s</sup> .8	-32°12'58"	E0 <sup>†</sup>	13.04	2696
NGC 7174	21h59m11 <sup>s</sup> .6	-32°14'09"	Im	13.54	2778
NGC 7176	21h59m14 <sup>s</sup> .1	-32°13'56"	E0 <sup>†</sup>	12.88	2525

<sup>†</sup> Plana et al. [1998] proposent plutôt une classification de S0, basée sur la cinématique du gaz.

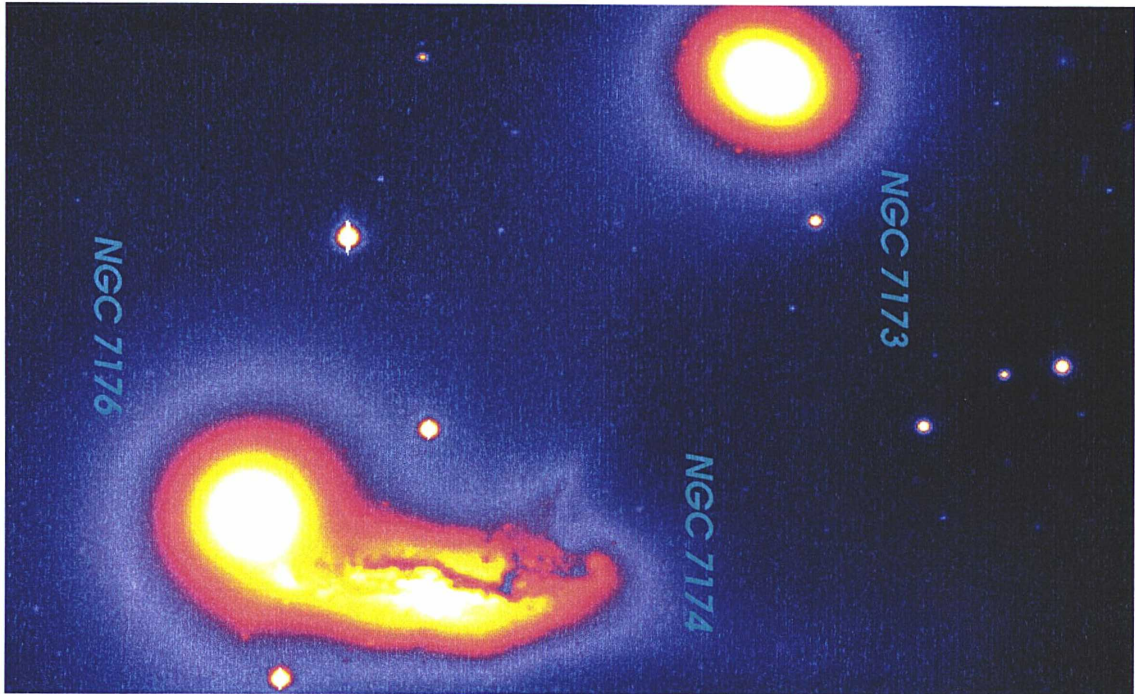


FIG. 6.2 – Portion de  $\simeq 2'.5 \times 1'.7$  de l’image sommée en  $V$  sur HCG 90. Les niveaux ont été choisis de sorte à faire apparaître les structures internes des galaxies, comme la forte bande de poussières scindant NGC 7174. Quelques sources ponctuelles, autour de NGC 7173 en particulier, sont des AGs probables brillants noyés dans le halo de l’elliptique.

### 6.1.3 Traitement et analyse

On a bien sûr utilisé en priorité les images de HCG 90 et de son champ de contrôle qui avaient été prises dans des conditions photométriques, et étaient déjà réduites par l'ESO : débiaisées<sup>3</sup> et aplanies avec des PLUs sur le Ciel crépusculaire. Les plages de lumière uniforme réalisées par intégrations diurnes sur un écran situé à l'intérieur de la coupole n'étant pas très performantes malgré le champ relativement étroit de l'instrument, voir sur [www.eso.org/observing/dfo/quality/FORS/pipeline/pipe\\_calib.htm](http://www.eso.org/observing/dfo/quality/FORS/pipeline/pipe_calib.htm)

Il a tout de même été vérifié que le déficit apparent d'éclairement sur la bordure Ouest du champ de HCG 90 n'était pas dû à un défaut d'uniformisation des gains des pixels sur une nuit, en réduisant une paire d'images prises à deux mois d'intervalle. De même le gradient Ouest-Est détectable dans le champ de contrôle est bien réel (cf. FIG. 6.3). Ces réductions ont été faites avec IRAF/XCCDRED, librairie qui est adaptée aux images CCD en multi-ports de lecture comme c'est le cas de FORS (voir FIG. 6.4) en mode "rapide". Il a notamment fallu définir cette géométrie particulière du CCD en ajoutant les mots-clés adéquats à l'aide d'un logiciel fourni par l'ESO. Le motif d'éclairement paraît bien propre à la région de HCG 90, et on peut exclure également un effet de contamination (problème qui est négligeable pour nos images, sauf si l'on avait utilisé des poses en  $U$ ).

#### Suppression des cosmiques

Afin de pouvoir travailler directement sur les poses individuelles, nous avons dans un premier temps nettoyé autant que possible toutes les images des cosmiques. Pour ce faire, on a utilisé la tâche COSMICRAYS d'IRAF/CCDRED. De multiples tests ont montré que la quasi-totalité des impacts courts, c.-à-d. sur un ou deux pixels "chauds" pouvaient être efficacement enlevés, mais les plus longs restent souvent en l'état avec au mieux 2 ou 3 pixels corrigés. D'autres algorithmes plus perfectionnés que la simple comparaison aux valeurs des  $7 \times 7$  pixels voisins peuvent être utilisés pour enlever les cosmiques, par exemple en utilisant une détection basée sur le Laplacien des contours (Dokkum [2001]).

Les paramètres par défaut de COSMICRAYS risquant d'enlever de "bonnes" valeurs des pixels selon le type d'image, on a préféré paramétrer IRAF afin qu'il élimine au mieux les événements. Il ne faudrait pas en effet que la tâche prenne certains pics stellaires très marqués pour des cosmiques, ce qui changerait la PSF et induirait des erreurs photométriques. Ainsi, en sélectionnant à la main des sources dont on spécifie si elles sont des cosmiques (c) ou des étoiles (s) on peut ensuite lancer une élimination automatique. Nous avons effectué des tests sur deux poses  $V$  simples aux "seeings" les plus extrêmes :

- r.FORS.2000-08-01T02:46:56.435\_0000.fits, où la largeur à mi-hauteur des sources modérément brillantes vaut  $\overline{FWHM} \simeq 5.9$  pix c.-à-d. un seeing de  $\simeq 1''.2$
- r.FORS.2000-05-04T09:59:58.786\_0000.fits,  $\overline{FWHM} = 3$  pixels, soit  $0''.6$

Les essais ont d'abord été faits sur l'image de mauvais seeing où la séparation étoiles/cosmiques est facile ; une coupure à  $f=8\%$  et  $5\sigma$  où  $\sigma$  est le *rms* du fond de ciel (70 ADUs ici, soit un seuil à 350 comptages) s'est rapidement avéré efficace pour ôter plus de 1450 pixels chauds. Par contre, sur l'image  $V$  d'excellent seeing, où il est en pratique plus difficile de distinguer les impacts de cosmiques des petites étoiles, il a fallu utiliser un rap-

<sup>3</sup>Le courant d'obscurité, qui est certes faible mais non négligeable avec près de  $8 e^- / h / \text{pixel}$  en moyenne, n'a pas été enlevé faute de pose de courant d'obscurité moyen ("master dark") disponible. Le problème est plus gênant sur FORS2 (équivalent de FORS1 sur Kueyen) dont le bruit thermique dépasse  $25 e^- / h / \text{pixel}$ .

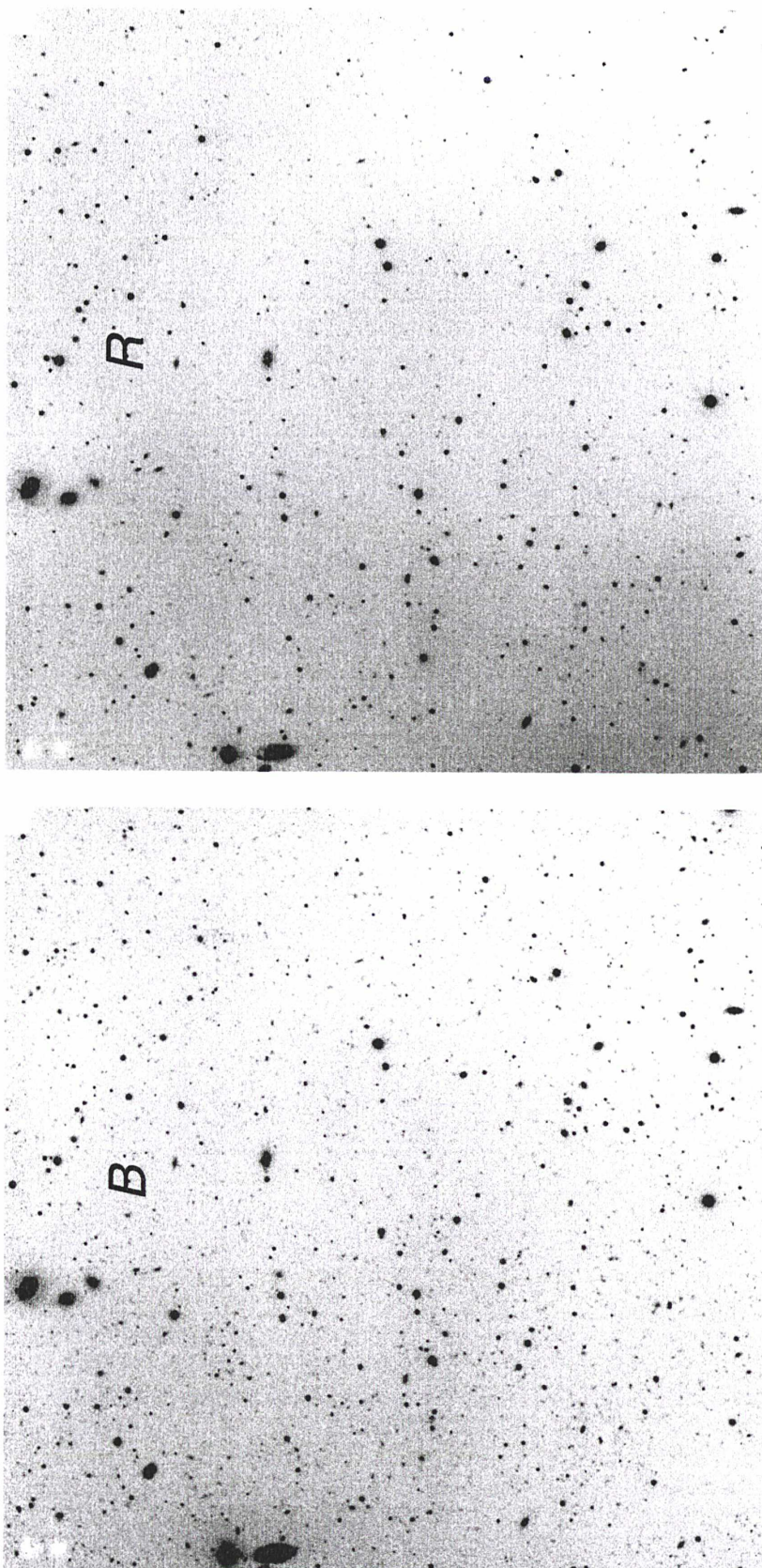


FIG. 6.3 – Images *FORS* en *B* (**bas**) et *R* (**haut**) du champ de contrôle associé à HCG 90. Le Nord est à gauche, l'Est vers le bas. Un gradient O-E léger est visible, surtout en *R* (voir aussi FIG. 6.8). L'image *B* apparaît plus profonde, le seeing est en effet meilleur qu'en *R*.

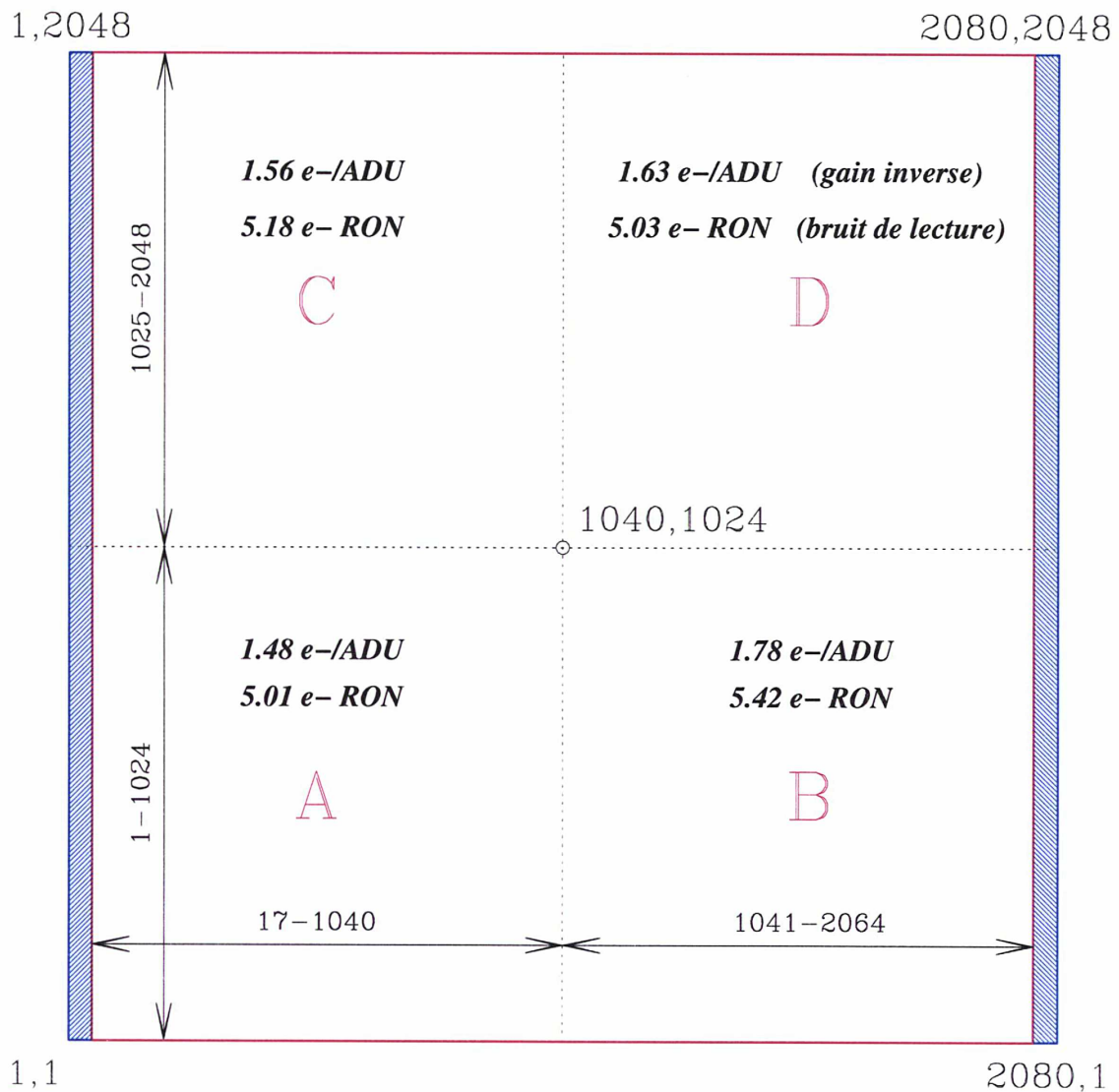


FIG. 6.4 – Géométrie du CCD de *FORS1* comme donnée par l'ESO. La bande de *pre-scan* de 16 pixels permet de suivre l'évolution temporelle du courant de base, mais donne des valeurs systématiquement inférieures de 2–4 ADUs au véritable niveau-zéro indiqué pour les zones A, B, C et D — d'où nécessité d'utiliser une pose de biais même si ce dernier ne présente quasiment aucune structure. On a ajouté les gains moyens pour chacun des quatre amplificateurs liés au contrôleur ; la zone A est donc la première à être saturée.

port des flux de  $f=5\%$ . Sans cela certaines sources réelles étaient artificiellement “lissées” comme on a pu le constater sur divers essais ; 978 événements ont finalement été éliminés dans ce cas, en se limitant encore à 5 fois le *rms* du ciel (i.e. 450 comptages). Ces dizaines de tests ont été réalisés dans des zones vides ou plus encombrées, ou même dans le halo des galaxies de HCG 90. Voir le FIG. 6.5 pour la méthode sous IRAF et le FIG. 6.6 pour un exemple d’application aux deux poses  $V$  dont le seeing varie du simple au double.

### Addition des images

Après mise à niveau de l’astrométrie — grâce au *World Coordinate System*<sup>4</sup> qui permet de relier les coordonnées pixels  $(X, Y)$  aux  $(\alpha, \delta)$  — et des flux respectifs de chaque image d’une même séquence d’observation, on a moyenné en priorité, grâce à la tâche MSCSTACK d’IRAF/ MSCRED, les trois images prises dans les conditions photométriques dans chaque couleur. La calibration astrométrique a été réalisée par la fonction MSCMATCH, sur un catalogue USNO (Monet et al. [1998]) limité aux quelques étoiles non saturées, c.-à-d. de magnitude  $B \gtrsim 18$  pour les champs de FORS. Un algorithme de réjection à  $3\sigma$  (algorithme *ccdclip* d’IRAF) a permis de réduire le bruit d’un facteur 1.7 c.-à-d. très proche de la valeur théorique de  $\sqrt{N}$  pour une moyenne sur  $N$  poses, sans tronquer la fonction d’appareil puisque d’une image à l’autre dans la même séquence le *seeing* peut varier sensiblement. Avec un rejet à  $1\sigma$ , on a pu constater que l’on “rajoutait” 20% de bruit tandis qu’à  $5\sigma$  certains cosmiques allongés restaient sur la pose moyenne.

Avec le motif de décalage adopté de  $-30''$  en  $\alpha$  puis de  $+30''$  en  $\delta$  par rapport à la pose centrale, deux bandes de bas rapport S/B demeurent sur les bords Ouest et Nord. La coaddition à  $3\sigma$  conserve le seeing “médian” de celui des trois images. Remarquons que si le temps de pose *total* dans le filtre  $B$  par exemple est bien de  $3 \times 1440 = 4320$  s, le temps de pose *effectif* de l’empilement est le même que celui d’une pose individuelle (on se ramènera donc au flux par seconde avec  $+2.5 \log 1440$ ) mais le rapport S/B est bien meilleur. La table 6.2 présente les observations réalisées en mode service au VLT et la FIG. 6.7 montre les histogrammes des largeurs à mi-hauteur des sources permettant de vérifier le seeing inclus a priori dans *SExtractor* pour la séparation étoiles/galaxies.

### Détection des sources

Après de nombreux essais, on a décidé de ne pas faire l’extraction des sources sur une image réalisée par masque flou, car les magnitudes mesurées sur celle-ci (que ce soit avec la MAG\_AUTO ou les MAG\_APER) étaient systématiquement plus faibles, par exemple de 0.03–0.05 mag en MAG\_AUTO sur la coaddition de HCG 90 en  $R$ . On rappelle que MAG\_AUTO est une magnitude pseudo-totale (revoir Kron [1980]) tandis que MAG\_APER est la magnitude d’un objet calculée dans un diamètre fixé, par soustraction du niveau de Ciel (global estimé par *SExtractor*) au flux total dans le diamètre centré sur la source. Pour cette raison, on a préféré conserver l’image réelle, et ce même si la détection de sources ponctuelles dans un champ à fond très variable, comme c’est le cas pour des AGs dans le halo de leur galaxie-hôte, est délicate. Nous avons essayé d’ajuster au mieux les paramètres d’entrée de *SExtractor* pour extraire les sources proches des galaxies.

Finalement, nous avons :

---

<sup>4</sup>Abrégé en WCS dans la suite.

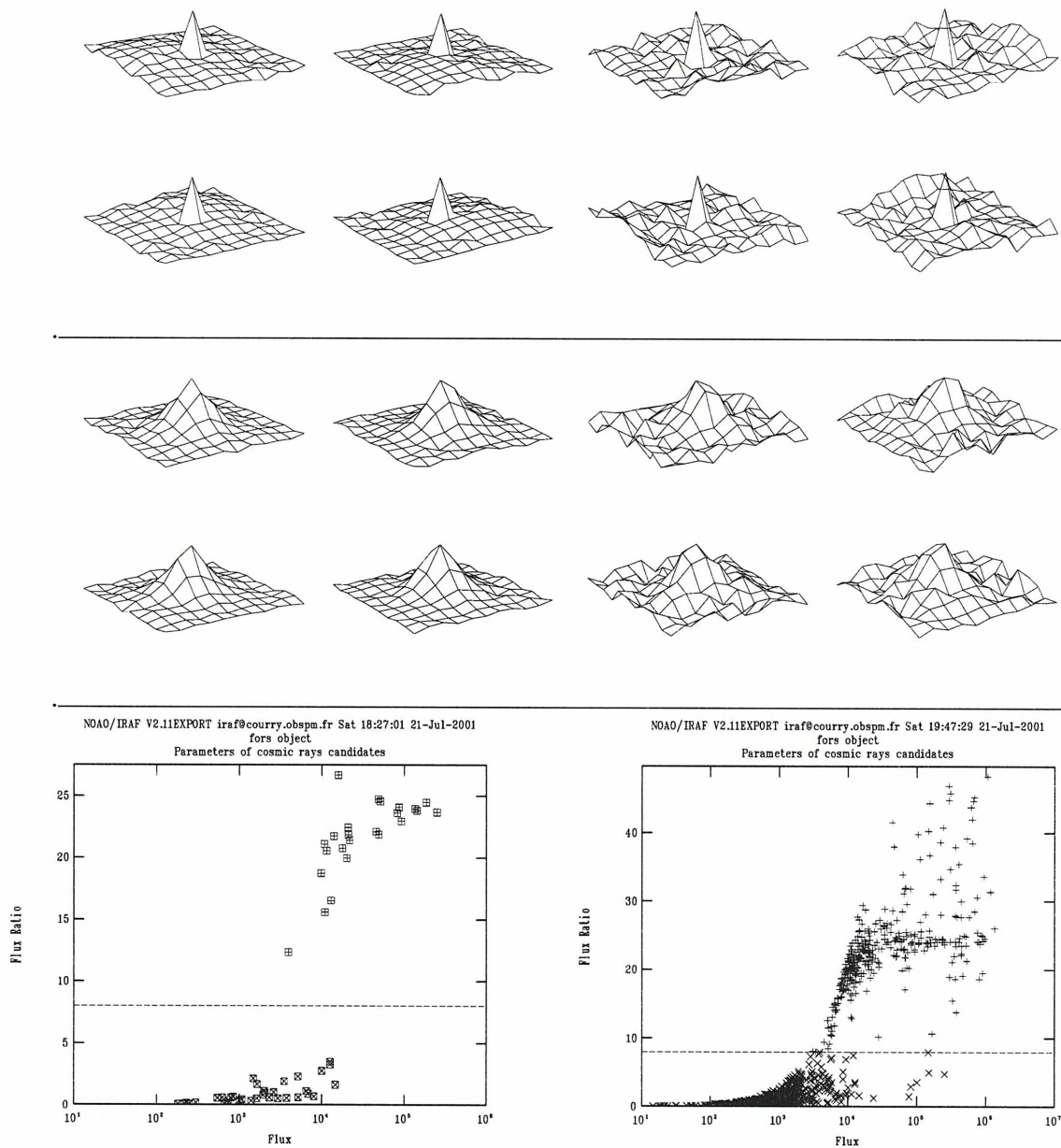


FIG. 6.5 – **En haut** : allure très piquée typique d’un cosmique (selon quatre orientations), dans un fond relativement plat (à gauche), ou bien dans le halo d’une galaxie (à droite). **Au milieu** : forme à 3 dimensions d’une étoile faible dans un champ vide (à gauche) ou pour un environnement plus variable (à droite). **En bas** : pour tous les pixels “chauds”, diagramme flux moyen dans une boîte de  $7 \times 7$  pixels (abscisse) *vs.* rapport du flux du pixel concerné au flux moyen sur les  $7 \times 7$  pixels. Après des tests réalisés manuellement (à gauche), i.e. choix à l’œil de plusieurs cosmiques (croix diagonales cadrées, en bas du graphe) et étoiles (représentées par  $\boxplus$ ), IRAF effectuera automatiquement la séparation objet/cosmique à une coupure adéquate de 8%. Le graphe général en bas à droite correspond à une image de seeing  $1''.2$ ; dans le cas d’une image de meilleure résolution le “vide” relatif entre zone des impacts purs et zone stellaire devient plus peuplé, et mieux vaut descendre à un rapport des flux conservatif de 5% pour ne pas prendre certaines sources réelles pour des cosmiques — quitte à ne pas éliminer totalement ces derniers.

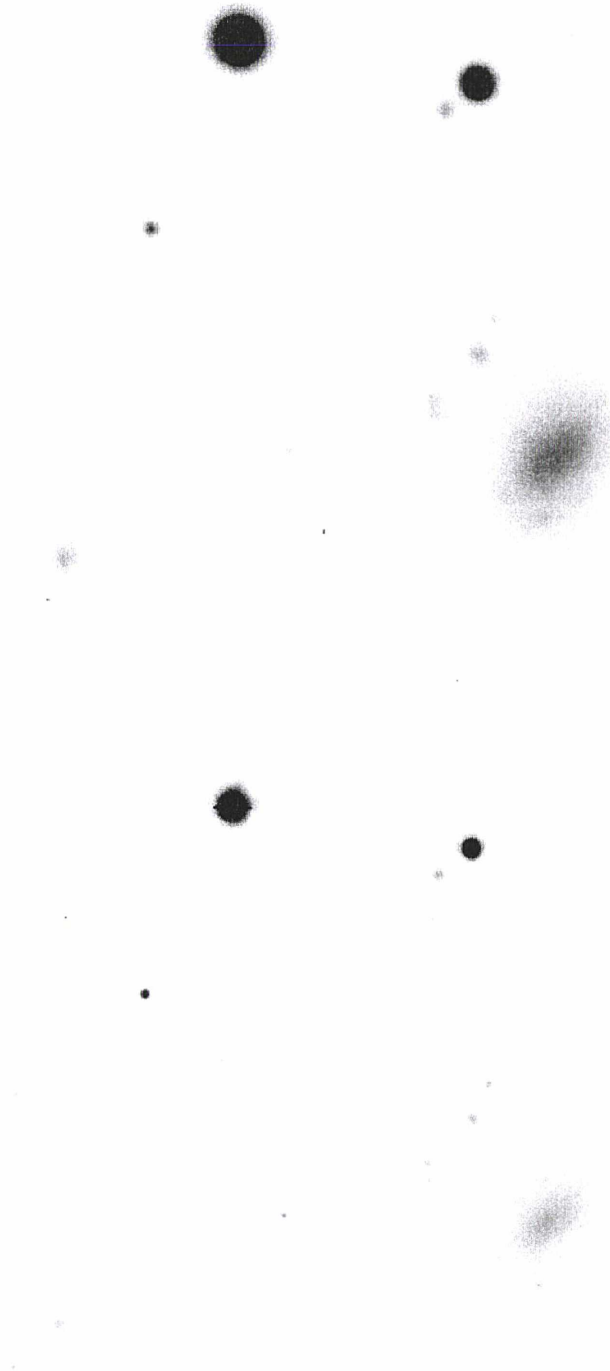


FIG. 6.6 – **En bas** : intégration (individuelle) en  $V$  dans un sous-champ de  $1'3 \times 1'5$  sur une galaxie naine probable située au NE de HCG 90 ; le Nord de cette image de seeing  $0''.6$  est à gauche, l'Est vers le bas. **En haut** : même portion mais sur une pose avec un seeing proche de  $1''.2$ . Dans la pose à  $0''.6$ , presque tous les cosmiques ont pu être éliminés aussi efficacement que pour l'image de basse résolution, malgré une PSF presque sous-échantillonnée (étalée sur trois pixels environ seulement) grâce à la méthode indiquée précédemment.

TAB. 6.2 – Liste des images *FORS 1* exploitables sur HCG 90 et son champ de contrôle.

Nom du fichier FITS <sup>†</sup>	Pose (s)	Seeing <sup>‡</sup>	$\chi_{\text{début}}, \chi_{\text{fin}}$	Remarques
<b>Groupe de Hickson 90</b>			(J2000.0)	$\alpha, \delta \approx 22^{\text{h}}02^{\text{m}}1, -31^{\circ}57'5$
FORS.2000-08-01T03:17:57.162	1440	0''9	1.251,1.177	Étoiles allongées...
FORS.2000-08-01T03:42:54.139	1440	1''0	1.174,1.118	*★ encore allongées
FORS.2000-08-01T04:07:49.163	1440	1''1	1.116,1.074	$rms_{3400}^{\text{fond}} \simeq 50$ ADUs
<b>h90b.fits</b> (coaddition bande B)	1440	1''00	1.149 <sup>‡</sup>	Fond 3400±30 ADUs
FORS.2000-08-01T02:46:56.435	540	1''2	1.378,1.337	Très médiocre seeing
FORS.2000-08-01T02:56:51.487	540	1''0	1.333,1.296	Fond 6100±70 ADUs
FORS.2000-08-01T03:06:48.185	540	0''9	1.292,1.258	Fond 5900±70 ADUs
<b>h90v.fits</b> (coaddition bande V)	540	1''05	1.315 <sup>‡</sup>	Fond 6200±40 ADUs
FORS.2000-05-04T09:59:58.786	540	0''6	1.104	Fond 11±0.09 kADUs
<b>h90excV.fits</b> (individuelle filtre V)				Un excellent seeing...
FORS.2000-06-06T09:00:06.694	540	0''8	1.022,1.017	Fond 6900±75 ADUs
FORS.2000-06-06T09:10:02.288	540	0''8	1.017,1.013	$rms_{\text{fond ciel}} \simeq 70$ ADUs
FORS.2000-06-06T09:19:59.181	540	0''8	1.012,1.010	Fond 6500±70 ADUs
<b>h90vBAD.fits</b> (coad. non photom.)	540	0''80	1.015 <sup>‡</sup>	Fond 6900±40 ADUs
FORS.2000-05-04T09:21:41.019	660	0''8	1.206,1.175	Bon seeing (enfin...)
FORS.2000-05-04T09:33:37.801	660	0''8	1.172,1.145	Fond 15,8±0.11 kADUs
FORS.2000-05-04T09:45:35.789	660	0''7	1.142,1.118	Traînée satellite à droite!
<b>h90r.fits</b> (coaddition en bande R)	660	0''75	1.159 <sup>‡</sup>	Fond 15 800±70 ADUs
<b>Champ de contrôle</b>			(J2000.0)	$\alpha, \delta \approx 22^{\text{h}}01^{\text{m}}2, -31^{\circ}43'7$
FORS.2000-07-31T03:10:08.152	1440	1''2	1.291,1.208	Léger défaut de suivi
FORS.2000-07-31T03:35:04.614	1440	0''8	1.205,1.141	Bon seeing pour du B
FORS.2000-07-31T04:00:00.728	1440	1''0	1.139,1.091	Fond 3200±50 ADUs
<b>cfb.fits</b> (coaddition en bande B)	1440	0''95	1.176 <sup>‡</sup>	Fond 3500±30 ADUs
FORS.2000-07-31T02:38:22.611	540	1''0	1.439,1.392	Fond 6800±70 ADUs
FORS.2000-07-31T02:48:18.960	540	0''8	1.387,1.345	Sensible ↘ du seeing
FORS.2000-07-31T02:58:14.503	540	1''0	1.341,1.302	Fond 6600±70 ADUs
<b>cfv.fits</b> (coaddition en bande V)	540	0''95	1.367 <sup>‡</sup>	Fond 6800±40 ADUs
FORS.2000-07-31T02:00:13.555	660	1''1	1.702,1.614	Fond 20 500±130 ADUs
FORS.2000-07-31T02:12:10.013	660	1''1	1.607,1.530	Seeing toujours médiocre
FORS.2000-07-31T02:24:05.728	660	1''0	1.524,1.457	Fond 19 300±120 ADUs
<b>cfr.fits</b> (coaddition en bande R)	660	1''05	1.570 <sup>‡</sup>	Fond 20,5±0.08 kADUs

<sup>†</sup> Nom de l'image brute correspondant à la date et l'heure de l'observation

(l'image FITS réduite qui a été utilisée est simplement préfixée par un r.).

<sup>‡</sup> Seeing réel, c.-à-d. mesuré sur l'image. Les valeurs données par l'ESO sont beaucoup plus optimistes...

<sup>‡</sup> Moyenne sur les masses d'air effectives des trois poses, calculées par  $\chi_{\text{effective}} = \frac{1}{6} [\chi_{\text{début}} + 4 \times \chi_{\text{milieu}} + \chi_{\text{fin}}]$ .

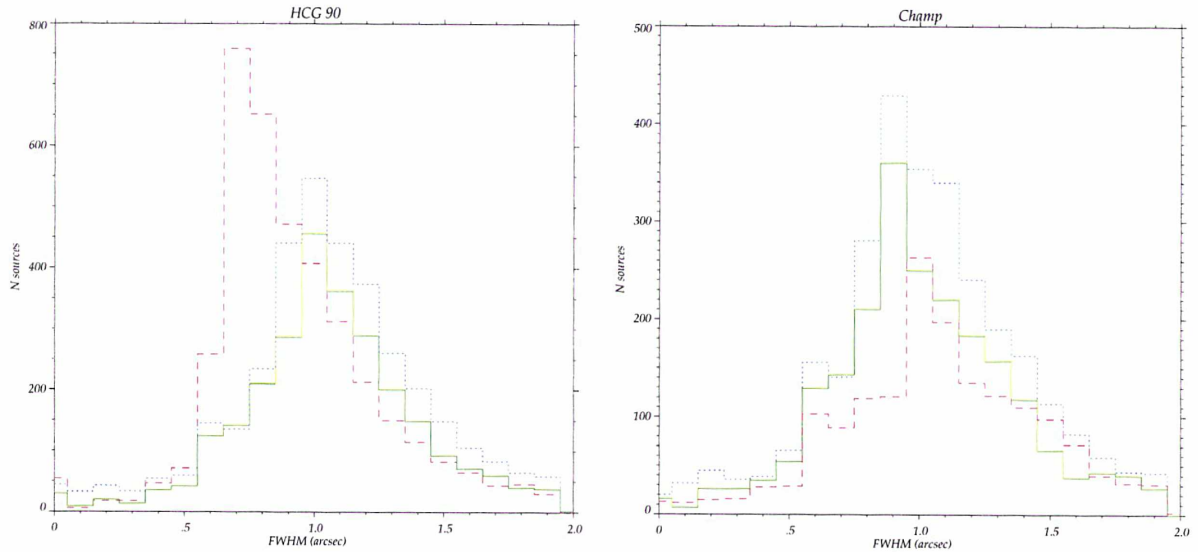


FIG. 6.7 – Largeurs à mi-hauteur (FWHM) des sources détectées sur les images moyennées de HCG 90 (**gauche**) et de son champ de contrôle (**droite**) dans les bandes *B* (pointillés bleus), *V* (traits pleins verts) et *R* (tirets rouges). Notez la forte influence du *seeing* — dont la valeur correspond au pic des FWHM — sur le nombre total de détections.

- D’une part opté pour une maille de fond de ciel très petite (et carrée, après des essais de boîte rectangulaire peu convaincants) de 16 pixels, mais lissée aux 5 plus proches voisins afin de limiter l’impact d’étoiles brillantes qui perturbent le calcul du fond de Ciel à leur proximité immédiate<sup>5</sup>. Ce lissage est suffisant pour retrouver les structures de fond de Ciel à grande échelle, comme le gradient Ouest–Est visible dans le champ de contrôle (voir l’image en FIG. 6.8 ; la variation atteint pratiquement 4%, de  $\sim 20300$  ADUs au Sud-Ouest à près de 21000 ADUs au bord Est).
- D’autre part, adopté un filtrage pré-détection en *ondelettes* c.-à-d. que l’image de départ est convoluée avec un “chapeau mexicain”, et sur cette convolution est effectuée la détection des sources et l’estimation de plusieurs paramètres par *SEXTRACTOR* (par ex. les positions *X* et *Y*). Ce genre de fonction ondulante, avec un pic positif mais des pieds négatifs, permet d’extraire efficacement des objets peu étendus même dans un fond assez variable (par exemple des nébulosités), et est également très utile pour distinguer des sources faibles près d’objets brillants.

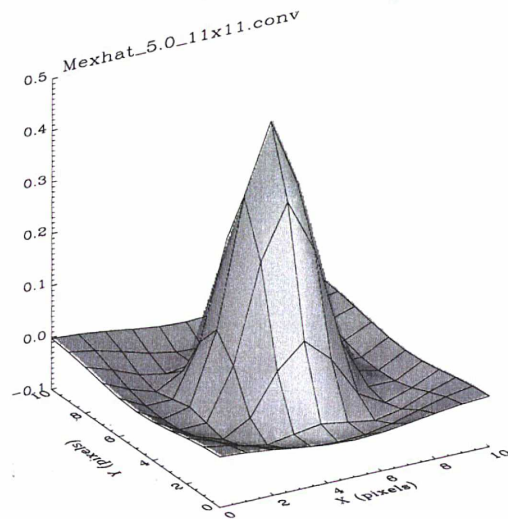
On pourra consulter Coupinot et al. [1992] pour une définition détaillée de cette famille de filtres, ainsi que des exemples d’applications — notamment à la détection d’amas noyés dans le Bulbe de la galaxie d’Andromède (relire la section 5.1). Le filtrage en ondelettes a également été utilisé avec succès en cosmologie pour extraire des sources ponctuelles de cartes du fond cosmique en micro-ondes, ou CMB (e.g. Cayón et al. [2000] ; voir aussi Cayón et al. [2001] pour une extension au chapeau mexicain sphérique).

<sup>5</sup>Plusieurs essais ont montré qu’avec un lissage aux 3 mailles voisines seulement, on faisait trop de fausses détections dans le halo. Avec un lissage de 7 ou 9 mailles, on perd par contre trop d’amas dans le halo. On a enfin vérifié que sur l’image au fond soustrait (sortie “*checkimage*” *SEXTRACTOR*), le *rms* du fond était quasi-identique à celui de l’image initiale, c.-à-d. qu’une maille aussi petite ne bruite pas le *rms* du fond original.



FIG. 6.8 – Gradient de près de 4% du fond de Ciel dans l’image en  $R$  du champ de contrôle associé à HCG 90. L’estimation est biaisée dans l’extrême coin Nord-Ouest (en haut à droite) par le calcul dans une maille de  $16 \times 16$  pixels, lissée aux 5 plus proches voisines.

FIG. 6.9 – Représentation 3-D du “chapeau mexicain” utilisé pour l’extraction efficace des amas et des autres sources ponctuelles autour de HCG 90. On voit également que l’expression analytique de cette fonction est semblable au Laplacien d’une gaussienne.



$$Mex(x, y) \propto \left(2 - \frac{x^2 + y^2}{\sigma^2}\right) \exp\left(-\frac{x^2 + y^2}{2\sigma^2}\right)$$

Le choix d’un filtre défini sur  $5 \times 5$  pixels (échelle de  $0.2/\text{pixel}$ , cf. FIG. 6.9) a été fait pour toutes les images *FORS1*, la moyenne du seeing des poses étant de l’ordre de la seconde d’arc. Avec un chapeau mexicain de  $4 \times 4$  pixels qui serait a priori mieux adapté au seeing de la pose *R* sur HCG 90 par exemple, on détecte  $\sim 30\%$  de sources en plus qu’avec le chapeau de  $5 \times 5$  pixels, mais il s’agit alors souvent de fausses détections, avec des petits groupes de pixels “chauds” comme des restes de cosmiques ou des pics de bruit locaux, tout en manquant un certain nombre de sources très faibles et plus étendues — qui sont elles bien mieux détectées avec le filtre chapeau mexicain de  $5 \times 5$  pixels.

Sur l’image filtrée, on a adopté un seuil de *détection* (global) a priori très bas de  $0.6\sigma$  (au-dessus du *rms* moyen du fond de Ciel) pour presque tout extraire, sans cependant inclure plus de quelques dizaines de fausses détections. Ces dernières apparaissent essentiellement sur les bords du champ et autour des étoiles très brillantes, ou bien sont localisées dans le halo des galaxies. Seules les sources étendues sur plus de 5 pixels ont été extraites, de façon à limiter l’inclusion de pics de bruits ou de cosmiques, en particulier sur les bandes de plus mauvais S/B, aux bords N et O de l’image. Il faut souligner que la détection sur une même image non convoluée nécessiterait un seuil bien plus élevé. Notons qu’avec un seuil aussi bas de  $0.6\sigma$ , les erreurs sur la magnitude deviennent importantes pour les sources les plus faibles, jusqu’à près de  $\simeq 0.3$  magnitude (cf. FIG. 6.11).

On a par contre préféré utiliser un seuil d’*analyse* sûr à  $1.5\sigma$ , notamment afin que la séparation étoiles/galaxies soit plus significative : si on met aussi le seuil d’analyse à  $0.6\sigma$  par exemple (et dans une moindre mesure à  $1\sigma$ ), l’indice de stellarité *SI* fourni par *SExtractor* favorise beaucoup trop les sources “stellaires”, c.-à-d. qu’il classe souvent des galaxies évidentes comme des sources ponctuelles avec une haute probabilité (0.95 par exemple pour une galaxie elliptique évidente à l’œil, qui devient plus raisonnablement classée à 0.19 pour une analyse à  $1.5\sigma$ ). On peut voir ce comportement dans la FIG. 6.10.

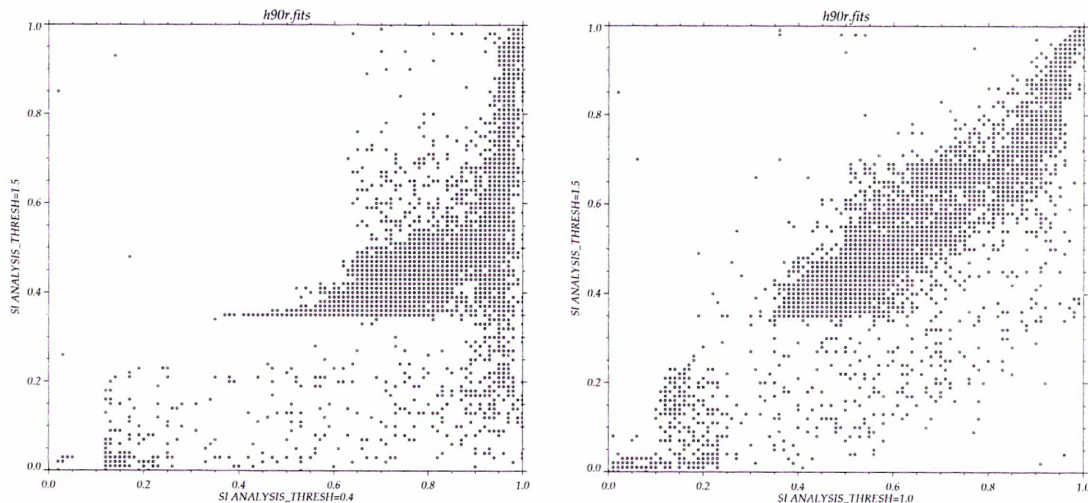


FIG. 6.10 – Évolution de l’indice de stellarité selon le seuil d’analyse choisi dans *SExtractor*. **À gauche** : une comparaison à une analyse très basse à  $0.4\sigma$  et un seuil plus raisonnable à  $1.5\sigma$  montre que le seuil à  $0.4\sigma$  favorise artificiellement trop des sources “ponctuelles”. **Droite** : à  $1\sigma$  la tendance “excessivement stellaire” diminue, mais en fin de compte on n’a conservé après vérification sur de multiples images (autres que celle de HCG 90 en  $R$  utilisée ici) que l’analyse à  $1.5\sigma$ , car donnant les résultats les plus corrects.

### Format du catalogue de sortie

Sur les images moyennées, le gain, ou plus correctement le facteur de conversion, a été spécifié comme égal à 3 fois le gain moyen sur les 4 ports, soit  $\simeq 4.86$ ; sans cela, les estimations des erreurs sur les magnitudes seraient surestimées. Le calcul d’un indice de stellarité significatif nécessite de donner une bonne estimation de la valeur du seeing. La largeur à mi-hauteur a d’abord été mesurée manuellement sur une dizaine d’étoiles peu brillantes réparties dans tout le champ, et pour toutes les images. On a pu vérifier a posteriori que ces estimations étaient très proches du pic dans l’histogramme des largeurs à mi-hauteur (FWHM) des sources calculées par *SExtractor*. La magnitude de Kron `MAG_AUTO` a été utilisée; on verra qu’elle correspond à une magnitude *quasi-totale*<sup>6</sup>.

La brillance de surface maximale  $\mu_{\max}$  apparaît également dans le catalogue de sortie, elle peut être utile en particulier pour distinguer des galaxies naines en se plaçant dans un diagramme  $\mu_{\max}$ –magnitude totale. On a bien sûr demandé la sortie des paramètres de position (coordonnées pixels et coordonnées  $J2000.0$  grâce au WCS) et de géométrie des sources (aire, grands et petits axes  $a$  et  $b$  qui donnent l’ellipticité  $e = 1 - \frac{b}{a}$ , et orientation  $\Theta$ ). Pour l’ellipticité, on note un “pic” autour de 0.4 qui existe quelle que soit l’image considérée. *SExtractor* classe sans doute la plupart des fausses détections avec  $e \simeq 0.4$ ; en coupant à  $e < 0.3$  comme nous le ferons, on évite ce problème. Les sources ont été considérées comme saturées sur les images réduites dès qu’un pixel dépassait 50 kADUs, ce qui correspond approximativement à la limite de linéarité du quadrant A du CCD.

<sup>6</sup>Il existe dans *SExtractor* une autre estimation de la magnitude “totale” moins connue, il s’agit de `MAG_GROWTH`. Nous avons pu constater que cette dernière donnait des valeurs en effet plus brillantes, avec une différence  $\text{MAG\_GROWTH} = \text{MAG\_AUTO} - 0.035$  et cela, quelle que soit la magnitude de l’objet considéré.

### Remarques sur le seeing

L'impact du *seeing* sur le nombre de détections est évidemment énorme. Si on prend l'exemple de deux poses individuelles de HCG 90 en  $V$ , en considérant l'image de meilleur seeing ( $0''.6$ ) et celle de plus mauvais seeing ( $1''.2$ ) le nombre de détections passe de 1710 à 2680, c.-à-d. que l'on détecte près d'un millier de sources supplémentaires (alors même que le fond est deux fois plus fort à cause des prémisses de l'aube sur l'image  $V$  d'excellente qualité); le pourcentage de cosmiques non éliminés étant a priori semblable sur les deux poses individuelles. On montre en FIG. 6.11 l'allure de différents paramètres en fonction du seeing sur ces images individuelles en  $V$  dans des conditions "extrêmes".

► Cas particulier des images de HCG 90 dans la bande  $V$  (revoir la table 6.2) ou *Faut-il préférer une pose simple d'excellent seeing à une image sommée de seeing médiocre ?*

La détection sur une image simple en  $V$  de très bon seeing  $0''.6$  (avec des paramètres identiques à ceux des images coadditionnées, mais sans omettre de ramener le gain dans *SExtractor* à 1.62, nécessaire à l'estimation correcte des erreurs photométriques) donne comme on peut le voir dans le tableau 6.3 près de 2700 détections soit 7% de moins à peine que pour l'image sommée de seeing  $1''.1$ . Une portion d'image visible en FIG. 6.12 montre que les détections sont en effet quasiment aussi nombreuses dans les deux cas.

La comparaison entre cette excellente pose individuelle  $V$  et l'image sommée de seeing  $1''.1$  a permis de tester le programme de mise en correspondance des catalogues (Leeuwijn 2001, communication privée). Le "*World Coordinate System*" des images, après passage de *MSCMATCH* semble correct à mieux que  $\simeq 0''.4$  soit 2 pixels; en incluant les faibles erreurs sur la position des sources fournies par *SExtractor*, on a choisi un rayon de recherche assez large de  $1''$  qui permet une bonne mise en correspondance avec au pire quelques rares cas isolés de mauvaises identifications. On peut voir l'effet du choix du rayon de recherche sur la richesse du catalogue associé en FIG. 6.13 (en haut à gauche).

On peut également envisager une 3<sup>e</sup> possibilité, celle d'utiliser la coaddition de trois images de bon seeing mais prises dans des conditions *non* photométriques. Considérant cela, on a pu rattacher les "mauvaises" magnitudes de ces images aux magnitudes  $V$  photométriques. En FIG. 6.14, la médiane (i.e. pas vraiment le mode qui correspond à la vraie valeur du décalage) vaut  $-0.095$  sur toute l'échelle des magnitudes; la différence augmente pour les sources faibles, mais s'abaisse à  $-0.06$  sur les étoiles brillantes ( $V \lesssim 24$ ) qui sont des indicateurs plus robustes de la correction à apporter au point-zéro des images non photométriques. Finalement, on a adopté un mode de  $-0.06$  magnitude.

### Sources ponctuelles

À la distance de HCG 90, les AGs ne peuvent être résolus avec les conditions de seeing rencontrées. Une première sélection de candidats amas consiste donc à ne regarder que les sources ponctuelles. On n'a pas voulu utiliser dès le départ l'indice de stellarité de *SExtractor*, car celui-ci n'est pas apparu très robuste (voir aussi Pimblet et al. [2001]), même pour le seuil d'analyse assez élevé à  $1.5\sigma$  choisi (revoir FIG. 6.10). Le *SI* ne devient véritablement significatif que si on le compare entre les différentes couleurs, et surtout si toutes les images multi-bandes présentent un très bon seeing. En outre, le *SI* n'est plus un discriminant efficace quand on utilise d'autres indicateurs de stellarité, et est enfin fortement dégénéré avec la magnitude des sources comme on peut le voir en FIG. 6.15.

Plus sûrement, nous avons préféré utiliser la largeur à mi-hauteur FWHM calculée par *SExtractor*. L'image de HCG 90 en  $R$  offrant le meilleur seeing (voir FIG. 6.15), tandis que la  $R$  du champ de contrôle présente la plus faible résolution, c'est sur ces deux images (moyennées) que nous avons effectué les premiers essais de sélection. Si on se fie uniquement aux valeurs extrêmes du *SI* (par exemple  $SI < 0.35$  et  $SI > 0.9$ ) pour une

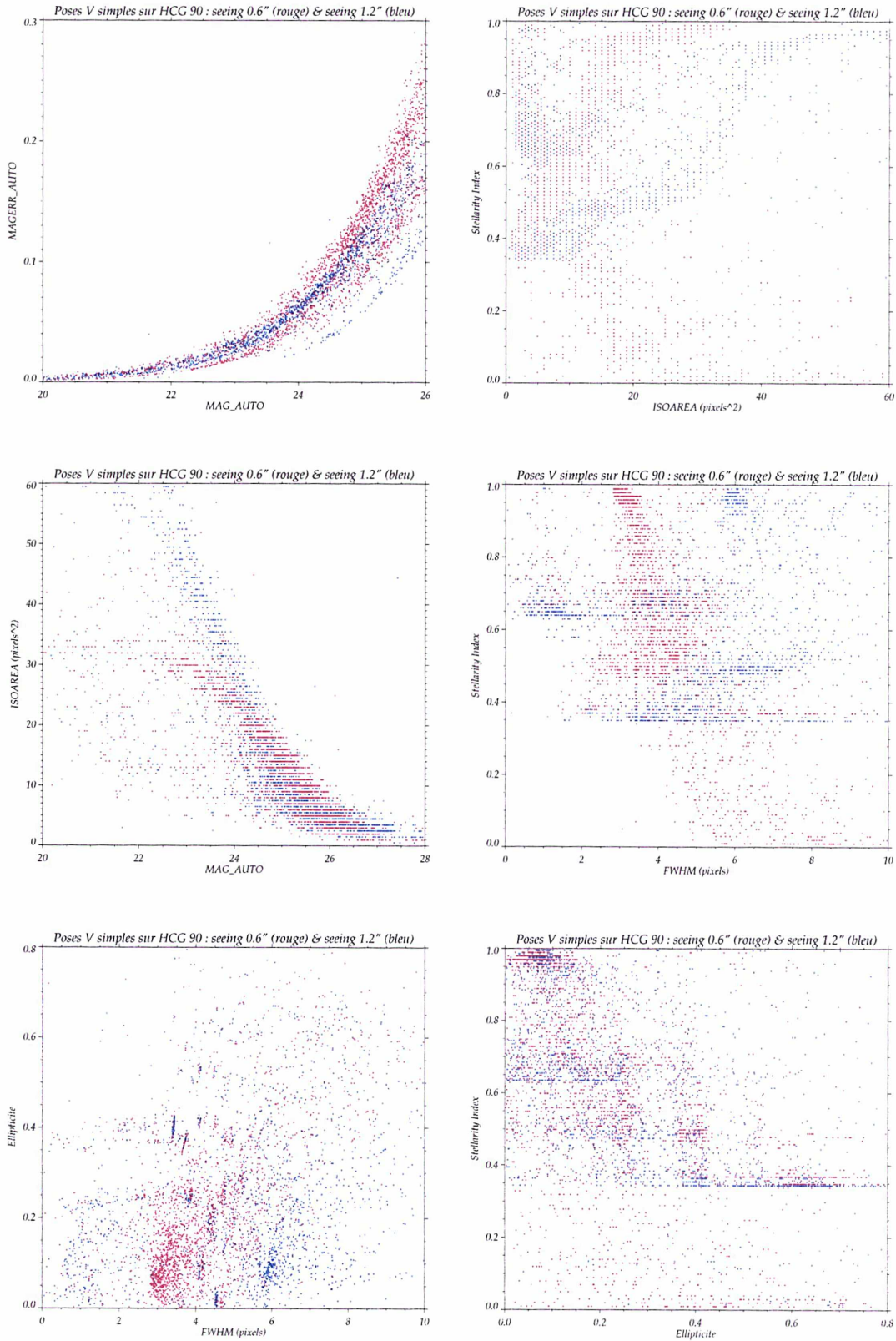


FIG. 6.11 – Effets du *seeing* sur divers paramètres de sortie de *SExtractor* pour des poses individuelles (bande *V*) de seeings extrêmes : 0.6'' (représentée en rouge) et 1.2'' (en bleu).

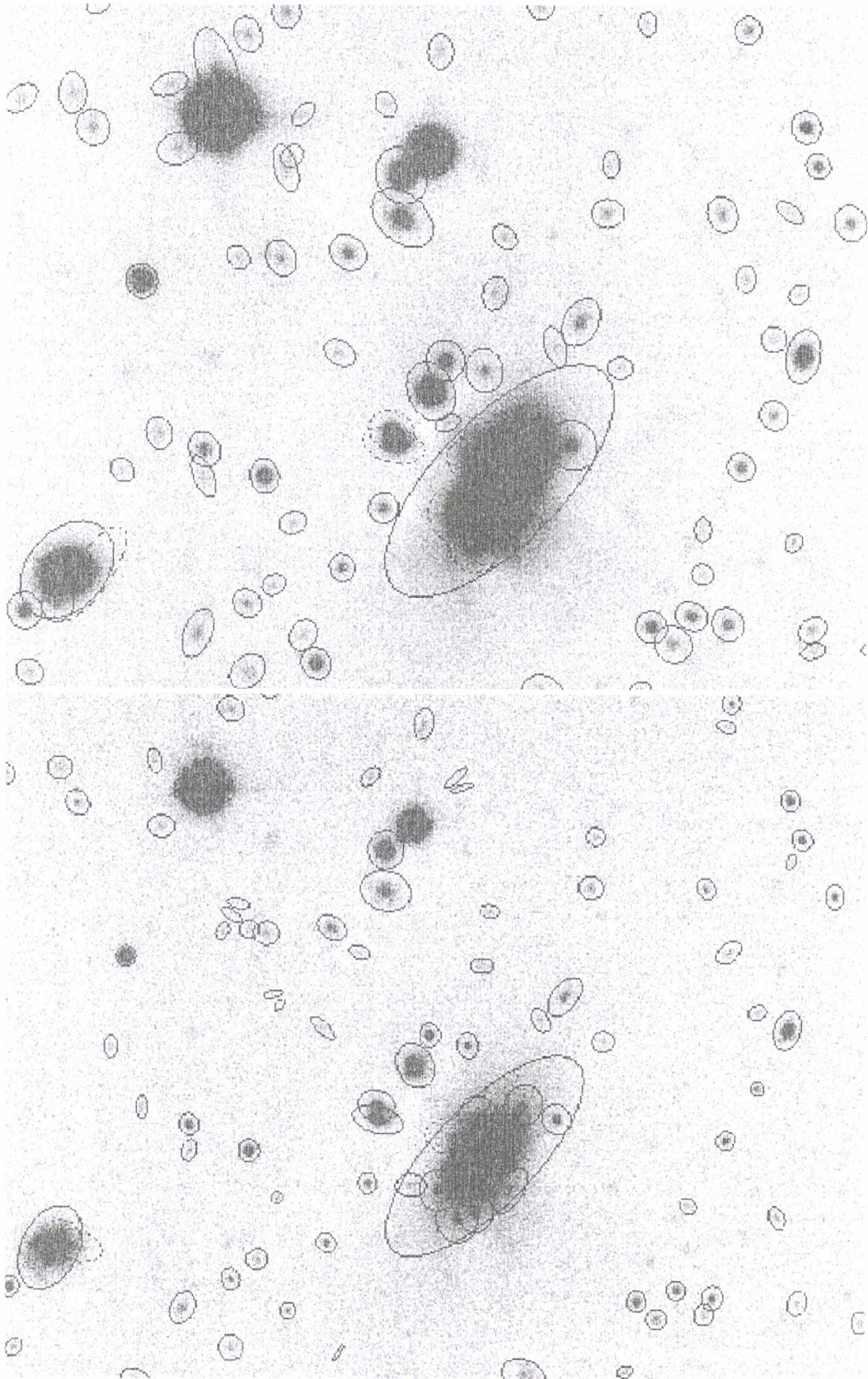


FIG. 6.12 – **Haut** : détections (ellipses de MAG\_AUTO) sur la portion d'image, identique à celle de la FIG. 6.6,  $V$  sommée de seeing  $1''.1$ . **Bas** : sources extraites sur une image  $V$  également, mais il s'agit ici d'une pose *individuelle* présentant cependant un très bon seeing de  $0''.6$ ; quelques fausses détections apparaissent par rapport à l'image sommée, mais d'autres sources véritables sont détectées, en particulier près d'objets plus brillants.

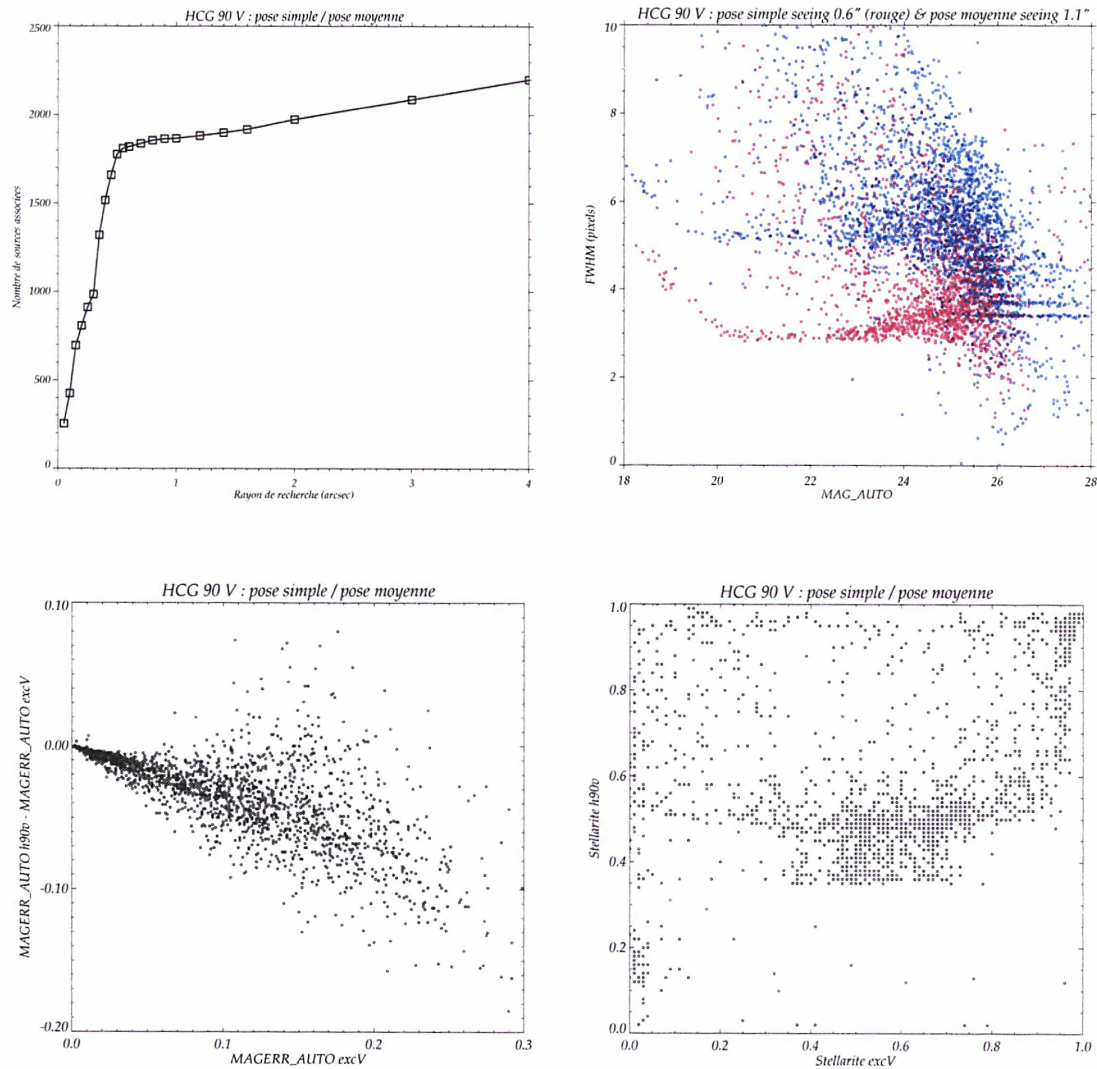


FIG. 6.13 – **En haut**, à gauche : nombre de sources mises en correspondance entre les catalogues sur HCG 90 de l’image résultant de la coaddition de trois poses ( $h90v. fits$ ) et une intégration individuelle d’excellent seeing, en fonction du rayon de recherche. Droite : FWHM de toutes les sources détectées dans une image coaddition de trois poses de seeing moyen  $1''.1$  (points bleus) et d’une pose individuelle d’excellent seeing (rouge). **Bas**, gauche : différences entre les erreurs sur les magnitudes d’une image sommée et de l’image simple en fonction de l’erreur (sur la pose individuelle). À droite : indice de stellarité en fonction du seeing ( $0''.6$  vs.  $1''.1$ ) pour toutes les sources mises en correspondance.

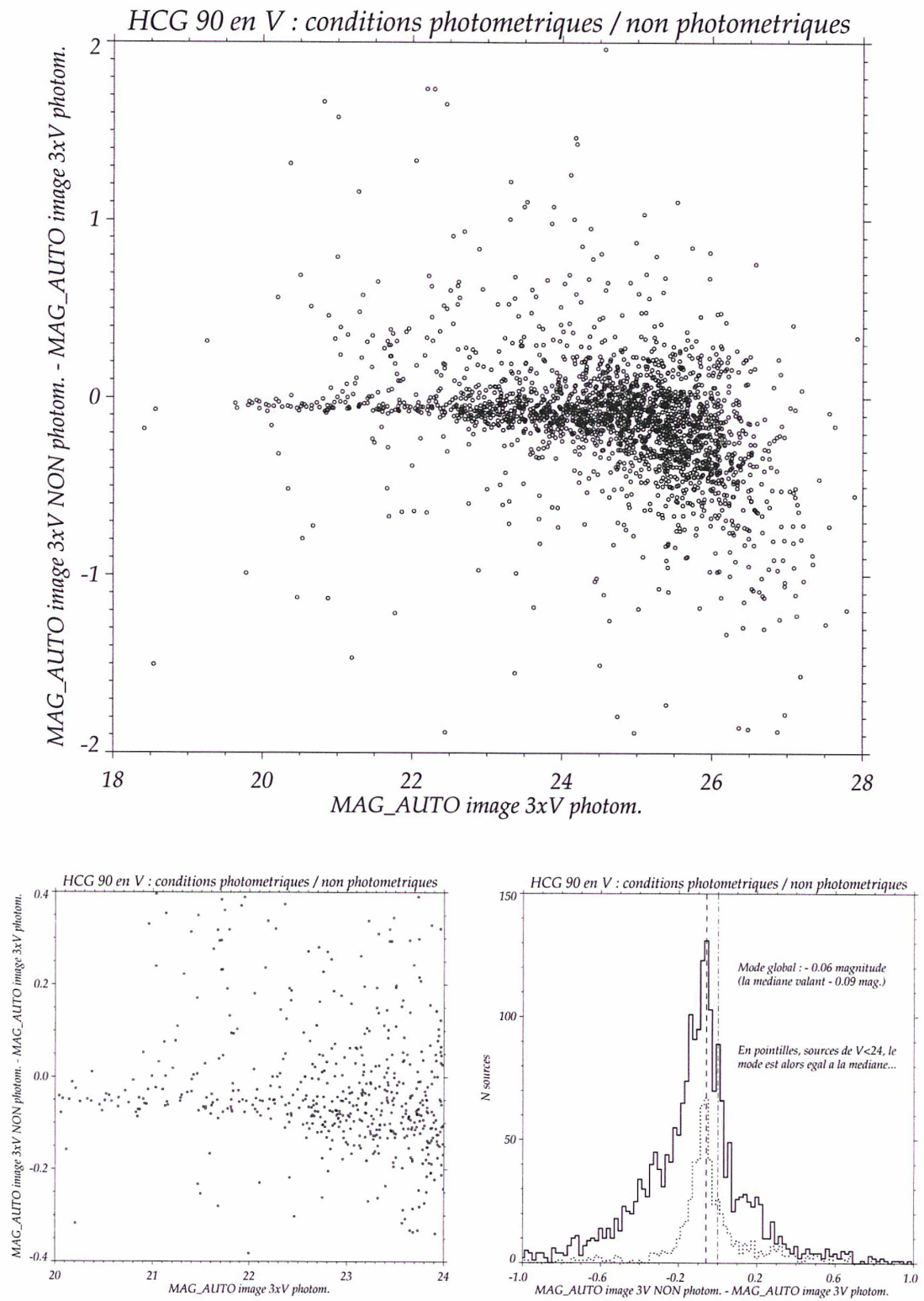


FIG. 6.14 – Différences sur les magnitudes des sources, entre une image sommée en  $V$  prise dans des conditions photométriques et une image sommée  $V$  intégrée dans des conditions non photométriques (sous des cirrus). Le gros plan en bas à **gauche** montre le décalage léger entre les valeurs, qui est égal au mode dans l'histogramme visible à **droite**.

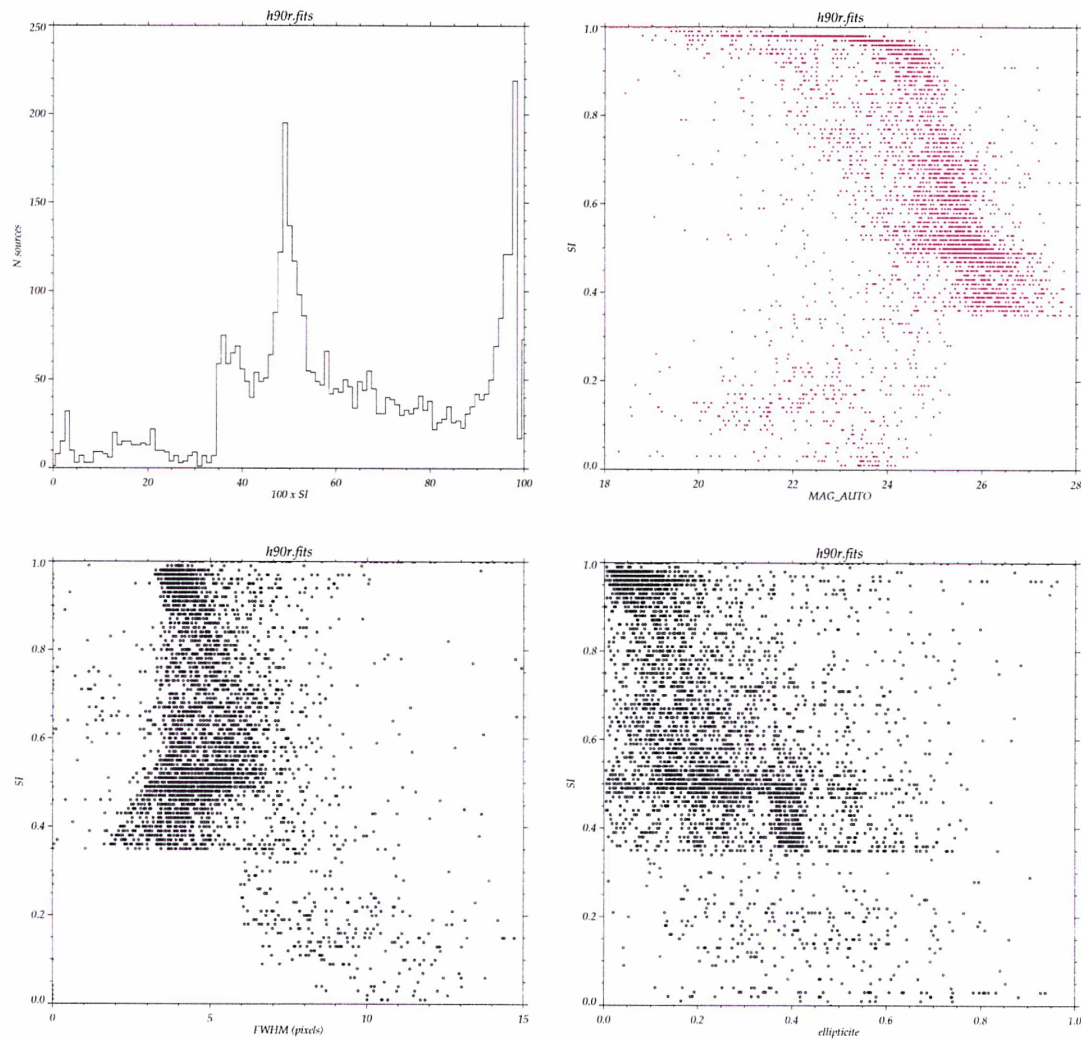


FIG. 6.15 – L’image (sommée) de HCG 90 en  $R$  a un seeing de  $0''.75$ . **Haut** : à droite, graphe magnitude– $SI$  montrant que  $SExtractor$  devient (logiquement) “indécis” aux faibles magnitudes, d’où surabondance de sources autour de  $SI \sim 0.5$  (histogramme à gauche). **En bas** : relations entre le *Stellarity Index* fourni par  $SExtractor$  et les autres indicateurs de stellarité des sources que sont la FWHM (à gauche) ou l’ellipticité des objets (à droite).

TAB. 6.3 – Extraction des sources, mise en correspondance des catalogues *BVR* ainsi que sélection sur la ponctualité des objets par coupure à  $\text{FWHM} = 1.5 \times \text{seeing}$  puis  $e < 0.3$ .

Image analysée par <i>SExtractor</i>	HCG90 <i>B</i>	HCG90 <i>V</i>	HCG90 <i>R</i>	1× <i>V</i> (0''.6)	3× <i>V</i> non phot.
Détections catalogues individuels	3798	2880	4014	2676	3805
Association de toutes les sources	2020			1876	2394
Assoc. des sources ponctuelles	810 i.e. ~	40% cross	cat. total	646 (34%)	883 (37%)
Image analysée par <i>SExtractor</i>	Champ <i>B</i>	Champ <i>V</i>	Champ <i>R</i>		
Détections catalogues individuels	3060	2273	1780		
Association de toutes les sources	1294				
Assoc. des sources ponctuelles	474 (37%)				

séparation étoiles/galaxies assez sûre, on voit notamment qu'une coupure en FWHM, par exemple à 1.5 fois le seeing de l'image, rend quasiment inutile l'usage du *SI*. FWHM peut être considérée comme un indicateur "primaire" de stellarité (cf. graphes FIG. 6.16).

Finalement, une première coupure sur les largeurs à mi-hauteur, à  $1.5 \times \text{seeing}$  de l'image, puis un nouveau filtrage sur les sources restantes d'ellipticité  $e < 0.3$  (FIG. 6.17) a été utilisée comme bon discriminant pour ne conserver que des sources ponctuelles; la vérification manuelle a été faite sur des dizaines d'objets et pour des données de qualité variée. La table 6.3 présente les résultats de l'extraction des sources sur les images sommées, ainsi que sur une pose individuelle (en *V*) conservée pour son excellent seeing.

### Calibration : limitations

Le principal problème pour la calibration photométrique avec un télescope de 8 mètres est que les standards sont souvent trop brillants. Les intégrations des champs de Landolt par exemple nécessitent des poses de l'ordre de la seconde pour ne pas saturer *FORS* même avec les étoiles les plus faibles du catalogue. Avec les risques d'illumination non-uniforme qui en découlent (bien que l'obturateur de *FORS 1* soit donné pour assurer un éclairage homogène au pourcent près sur des poses de moins d'une seconde). Notez aussi que des intégrations aussi courtes sont dominées par le bruit de lecture du CCD, avec l'apparition de possibles motifs (mais cela ne semble être le cas que pour *FORS 2*).

Dans un premier temps, nous avons voulu effectuer notre "propre" calibration photométrique grâce aux quelques images de champs standards (des *Selected Areas*, SA) fournies avec les données dont on peut voir la liste en table 6.4. On a donc extrait les sources avec des paramètres *SExtractor* semblables aux poses sciences, sauf pour ce qui est :

- Du seuil de détection, pris à  $4\sigma$  et une aire minimale de 25 pixels pour éviter l'inclusion de cosmiques ou de sources faibles inutiles dans le petit catalogue qui sera calibré — une dizaine de sources par ex. pour le champ standard de h90b.fits.
- Et de la maille de calcul du Ciel, choisie ici à la valeur conséquente de 256 pixels lissée aux 3 voisines, cela afin que les étoiles brillantes (dont les standards eux-mêmes) ne biaisent pas l'estimation du fond global calculé par *SExtractor*; le fond local qui peut être calculé dans un anneau rectangulaire s'est avéré moins stable que le global après comparaison sous IRAF. On voit dans ce cas assez nettement l'existence de 4 quadrants dans le CCD : la PLU n'a pas parfaitement corrigé les différences de gains. L'ESO estime une précision de 3% pour son "flat-fielding".

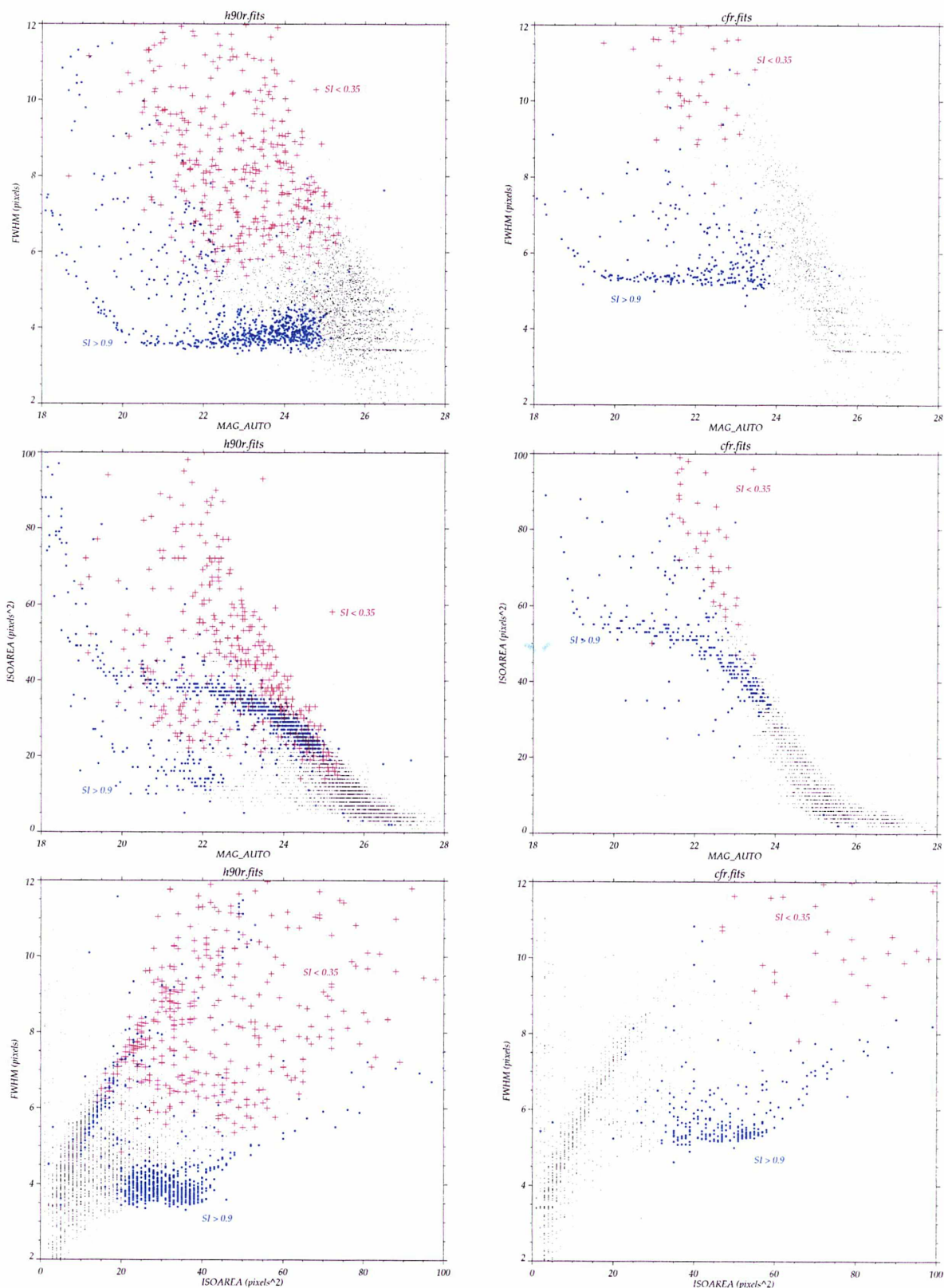


FIG. 6.16 – Répartition des sources stellaires (i.e.  $SI > 0.9$ ) représentées par des points bleus et des sources étendues (choisies à  $SI < 0.35$ , croix rouges) d'après *SExtractor*, dans les diagrammes magnitude–largeur à mi-hauteur (haut) et magnitude–aire isophotale (milieu). Le lien entre FWHM et ISOAREA est montré en bas. À gauche, pour l'image sommée de HCG 90 en *R* de bon seeing  $0''.75$ ; à droite pour un seeing médiocre de  $1''.05$  dans le cas du champ de contrôle, en bande *R* aussi. Clairement, une coupure en FWHM rend inutile l'information déjà limitée en magnitude incluse dans l'indice de stellarité  $SI$ .

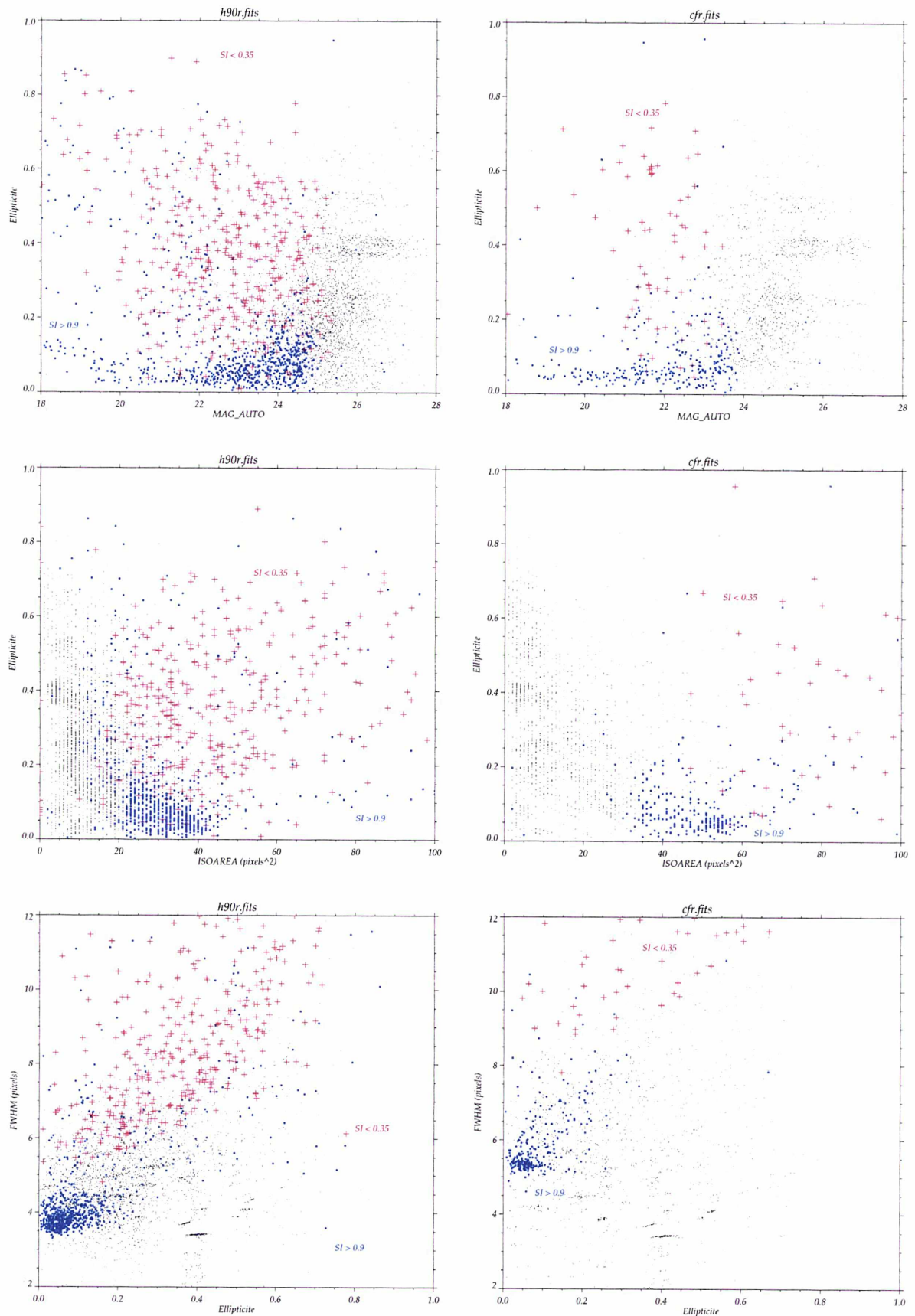


FIG. 6.17 – Répartition des sources (points bleus = étoiles, croix rouges = galaxies) selon l'ellipticité, en fonction de divers paramètres. **Haut** : magnitude (pas de tendance particulière). **Milieu** : aire avec une ségrégation assez nette d'étoiles entre 20 et 40 pixels<sup>2</sup>. **Bas** : selon la largeur à mi-hauteur ; notez l'excès vers  $e \simeq 0.4$  pour des FWHM < 3.5 correspondant pour la plupart à des fausses détections (voir aussi l'histogramme en FIG. 6.18).

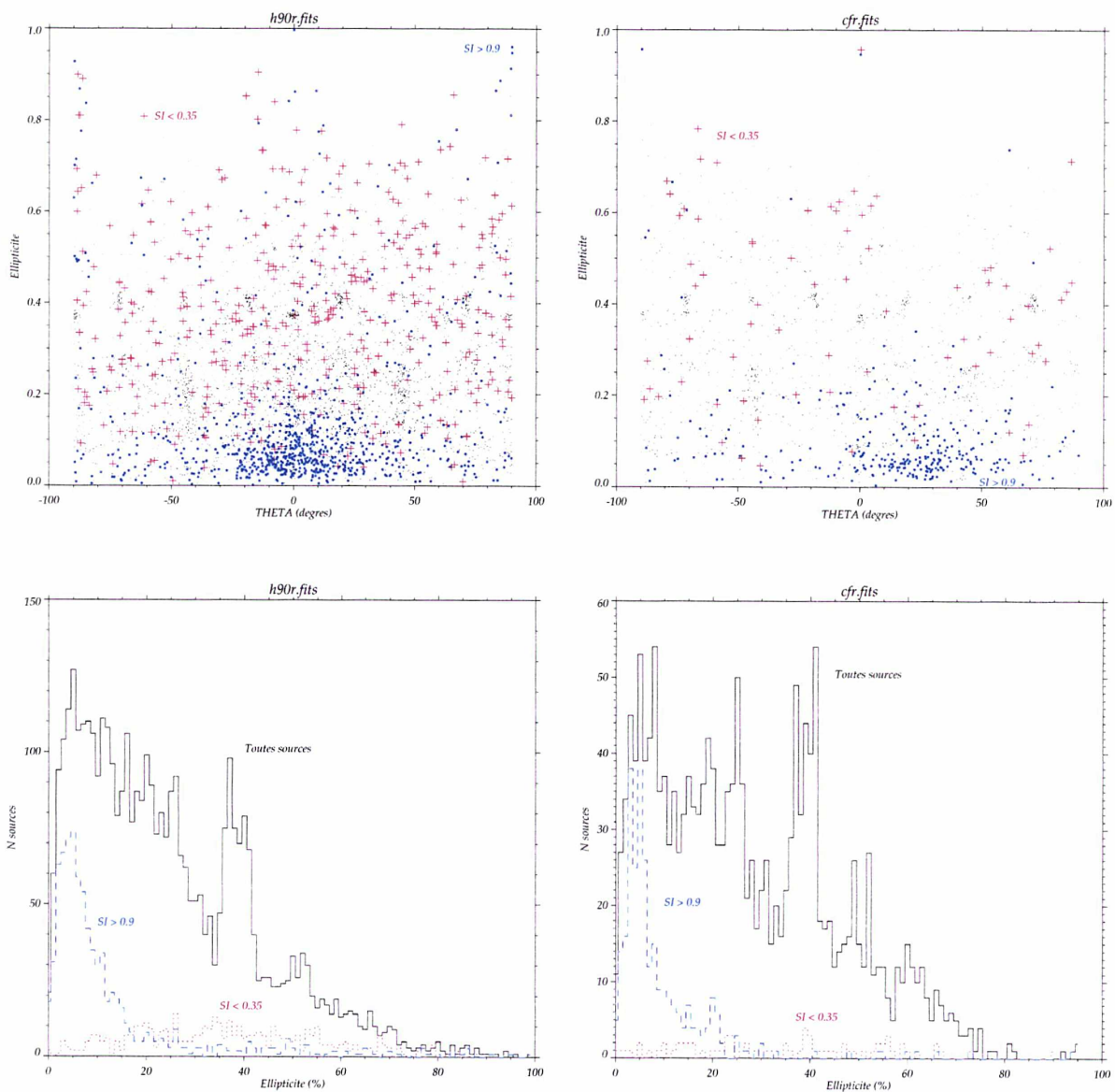


FIG. 6.18 – **Haut** : diagramme angle de position–ellipticité. Aucune tendance particulière n’est visible dans une image où les étoiles sont bien rondes (pose HCG 90 *R*, bon seeing). Dans le cas d’un léger défaut de suivi (droite), l’angle de position calculé par *SExtractor* suit naturellement l’élongation. **En bas**, à gauche pour HCG 90 en *R* et à droite pour un mauvais seeing avec le *R* du champ : histogrammes des ellipticités de toutes les sources (traits pleins) avec l’excès déjà cité à 0.4 ; une coupure à 0.3 comme nous le ferons dans le catalogue évite l’inclusion de ces sources, fausses pour la plupart. En tirets bleus, pour les sources stellaires “sûres” piquant nettement vers 0–0.1 ; en pointillés rouges, les quelques “galaxies” d’après l’indice de stellarité de *SExtractor* sont nettement plus étalées.

TAB. 6.4 – Champs de standards séparés sur les trois nuits qui correspondent aux images de HCG 90 et de son champ de contrôle prises dans des conditions photométriques. Toutes les poses ont été inspectées afin de vérifier saturation, présence de cosmiques, etc.

Champ standard	Nom du fichier fourni par l'ESO	Pose (s)	$\bar{\chi}^\dagger$
PG1323–086 (HCG 90 <i>B</i> )	PSTI_000731B.FORS1_fg146_1x1s.fits	3.004627	1.147
PG1323–086 (HCG 90 <i>V</i> )	PSTI_000731C.FORS1_fg146_1x1s.fits	0.99727	1.149
SA101 (HCG 90 <i>R</i> )	PSTI_000503D.FORS1_fg146_1x1s.fits	0.999999	1.119
PG1047+003 (Champ <i>B</i> )	PSTI_000730B.FORS1_fg146_1x1s.fits	3.005739	2.465 <sup>‡</sup>
PG1047+003 (Champ <i>V</i> )	PSTI_000730C.FORS1_fg146_1x1s.fits	0.996459	2.487 <sup>‡</sup>
PG1047+003 (Champ <i>R</i> )	PSTI_000730D.FORS1_fg146_1x1s.fits	0.997014	2.510
PG0231+051 (Champ <i>B</i> )	PSTI_000730G.FORS1_fg146_1x1s.fits	3.008818	1.154
PG0231+051 (Champ <i>V</i> )	PSTI_000730H.FORS1_fg146_1x1s.fits	0.99727	1.154
PG0231+051 (Champ <i>R</i> )	PSTI_000730I.FORS1_fg146_1x1s.fits	0.999822	1.154

<sup>†</sup> On a simplement pris pour la moyenne arithmétique de la masse d'air la valeur directe de  $(\chi_{\text{début}} - \chi_{\text{fin}})/2$ , la différence avec la moyenne réelle  $\int z$  étant parfaitement négligeable, même pour des  $\chi \sim 2$ , sur d'aussi courtes poses.

<sup>‡</sup> Il s'agit bien de la masse d'air effective, c.-à-d. corrigée de l'angle zénithal (ou élévation)  $z$  par la formule  $\chi = \sec z [1 - 0.0012(\sec^2 z - 1)]$ . On rappelle que  $\sec z = (\sin \phi \sin \delta + \cos \phi \cos \delta \cos h)^{-1}$  où  $\phi$  est la latitude du lieu d'observation et  $h = TS - \alpha$  l'angle horaire au temps sidéral  $TS$  de l'observation.

TAB. 6.5 – Magnitudes instrumentales  $b$ ,  $v$  et  $r$  mesurées par *SExtractor* sur tous les standards photométriques correspondant au champ de contrôle.

Étoile	$V$	$B - V$	$V - R$	$b$ (instr.)	$err_b$	$v$ (instr.)	$err_v$	$r$ (instr.)	$err_r$
PG1047+003	13.474	-0.290	-0.132	18.5088	0.0012	19.3601	0.0016	19.4883	0.0019
PG1047+003A	13.512	0.688	0.422	19.5626	0.0028	19.3602	0.0016	18.9253	0.0013
PG1047+003B	14.751	0.679	0.391	20.8590	0.0069	20.5997	0.0042	20.2095	0.0036
PG1047+003C	12.453	0.607	0.378	18.5460	0.0012	18.4161	0.0008	18.0364	0.0007
PG0231+051	16.105	-0.329	-0.162	20.8076	0.0028	21.8607	0.0050	22.0299	0.0065
PG0231+051A	12.772	0.710	0.405	18.5995	0.0007	18.5083	0.0006	18.1462	0.0005
PG0231+051B	14.735	1.448	0.954	21.3615	0.0043	20.4270	0.0018	19.5313	0.0011
PG0231+051C	13.702	0.671	0.399	19.4729	0.0012	19.4325	0.0010	19.0682	0.0009
PG0231+051D	14.027	1.088	0.675	20.2625	0.0019	19.7466	0.0012	19.1319	0.0009
PG0231+051E	13.804	0.677	0.390	19.5553	0.0012	19.5381	0.0011	19.1797	0.0009

La  $MAG\_AUTO$  calculée par *SExtractor* est donnée pour être une magnitude instrumentale "totale", du moins *quasi-totale*, puisque 90% du flux est considéré dans la surface d'extension  $2.5 r_1$ , où  $r_1 = \sum r \mathcal{I}(r) / \sum \mathcal{I}(r)$  est le rayon de Kron,  $\mathcal{I}$  étant l'isointensité (pour le calcul des erreurs sur la magnitude, le gain doit à nouveau être mis à 1.62 qui correspond à la moyenne sur les 4 ports de lecture de *FORS*). On a procédé comme suit :

- Pour le champ de contrôle dont toutes les observations avaient été effectuées dans la même nuit (du 31/07 au 01/08/2000), on a utilisé les deux champs de standards PG1047+003 et PG0231+051, pris respectivement le soir et le matin. Les poses sur ce dernier champ souffrent d'un énorme défaut de suivi (sans doute dû à la position très basse de pointage d'*Antu*) et montrent des étoiles triangulaires, très allongées dans la direction SO-NE. Ceci ne doit cependant pas être trop gênant dans la mesure où *SExtractor* calcule bien des magnitudes totales ("ellipses" de Kron), quelle que soit la forme des sources (tab. 6.5). Ces valeurs ont été utilisées pour la détermination des coefficients (FIG. 6.19).

- Pour HCG 90 qui avait été observé au cours de deux nuits différentes, on dispose :
  - pour les bandes  $B$  et  $V$ , des catalogues du champ standard PG1323–086 qui avait été observé le 31/07/2000 c.-à-d. la même nuit que le groupe de Hickson 90 en  $B$  et  $V$  ;
  - pour les expositions de HCG 90 dans la bande  $R$  qui avaient été prises plus tôt dans l'année (le 3 mai 2000), le champ SA 101 (centré près du standard faible L6) a été utilisé.

TAB. 6.6 – Coefficients photométriques calculés pour HCG 90 (en incluant les valeurs de l’extinction moyenne données pour le *Cerro Paranal*) ainsi que pour le champ de contrôle.

HCG90B/ $\kappa_B=0.240$	$b = B - 27.021[\pm 0.005] + 0.240X(\text{fixé}) + 0.101[\pm 0.008](B - V)$
HCG90V/ $\kappa_V=0.112$	$v = V - 27.379[\pm 0.003] + 0.112X(\text{fixé}) - 0.013[\pm 0.005](B - V)$
HCG90R/ $\kappa_R=0.091$	$r = R - 27.238[\pm 0.023] + 0.091X(\text{fixé}) - 0.135[\pm 0.042](V - R)$
ChampB	$b = B - 27.039[\pm 0.041] + 0.242[\pm 0.019]X + 0.088[\pm 0.024](B - V)$
ChampV	$v = V - 27.355[\pm 0.008] + 0.091[\pm 0.004]X - 0.035[\pm 0.005](B - V)$
ChampR	$r = R - 27.297[\pm 0.017] + 0.062[\pm 0.008]X - 0.020[\pm 0.016](V - R)$

Il y a donc peu de standards disponibles pour calibrer précisément les images *FORS* sur une base quotidienne. Nous avons alors utilisé les relations de transformation classiques :

$$b = B - 2.5 \log \tau - Z_b - C_b(B - V) + \kappa_b X \quad (6.1)$$

$$v = V - 2.5 \log \tau - Z_v - C_v(B - V) + \kappa_v X \quad (6.2)$$

$$r = R - 2.5 \log \tau - Z_r - C_r(V - R) + \kappa_r X \quad (6.3)$$

où :

- $m$  est la magnitude du catalogue *SExtractor* MAG\_AUTO du filtre  $M$  ;
- $\tau$  est le temps d’exposition effectif (c.-à-d. tenant compte du délai d’obturation) ;
- $\kappa_M$  est le coefficient d’absorption atmosphérique dans la bande  $M$ .

Les coefficients donnés en table 6.6 ont été calculés sous IRAF par moindres carrés. Ils paraissent assez précis, mais avec aussi peu de standards (de plus souvent pris à la même masse d’air, d’où la nécessité d’utiliser des coefficients d’extinction moyens pour le Paranal, pour ceux qui correspondent à HCG 90) les résultats demeurent peu significatifs.

**Remarque :** si l’on mélange les standards ( $B$  et  $V$  d’un côté,  $R$  de l’autre) des *différentes* nuits considérées comme photométriques, on trouve — après élimination de 4 étoiles discordantes en  $B$  (PG1047+003A/C, PG1323–086A, PG0231+051E) et de 2 autres en  $R$  :

$$b = B - 27.011[\pm 0.012] + 0.229[\pm 0.007]X + 0.087[\pm 0.007](B - V)$$

$$v = V - 27.349[\pm 0.008] + 0.088[\pm 0.005]X - 0.033[\pm 0.005](B - V)$$

$$r = R - 27.257[\pm 0.024] + 0.047[\pm 0.013]X - 0.034[\pm 0.024](V - R)$$

Les valeurs trouvées dans le tableau 6.6 sont à comparer aux résultats donnés par l’ESO : [www.eso.org/observing/dfo/quality/FORS/qc/photcoeff/photcoeffs\\_fors.html](http://www.eso.org/observing/dfo/quality/FORS/qc/photcoeff/photcoeffs_fors.html)

$$b = B - 27.647[\pm 0.018] + 0.240[\pm 0.007]X + 0.077[\pm 0.005](B - V)$$

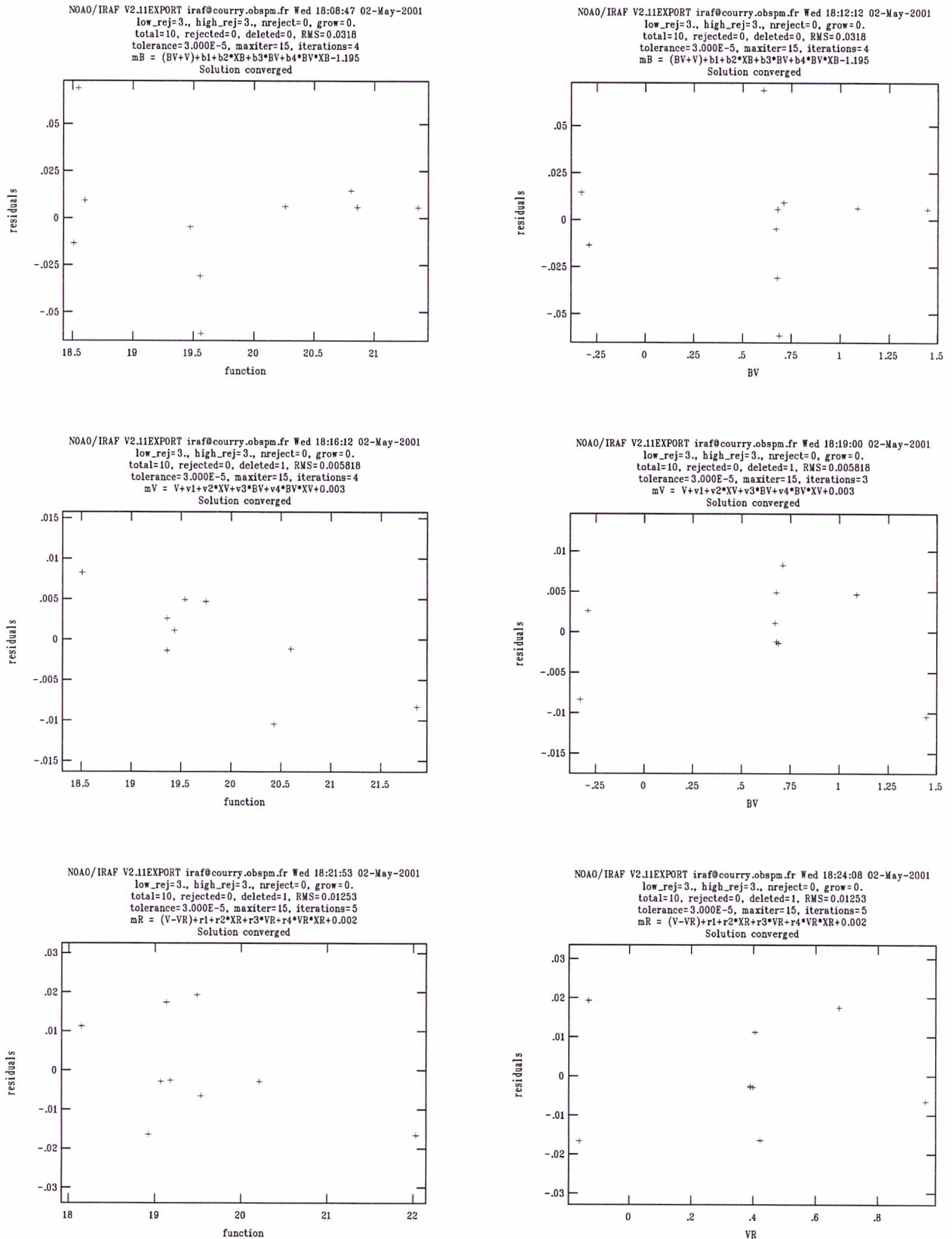
$$v = V - 27.989[\pm 0.015] + 0.112[\pm 0.005]X - 0.029[\pm 0.004](B - V)$$

$$r = R - 27.957[\pm 0.017] + 0.091[\pm 0.007]X - 0.006[\pm 0.009](V - R)$$

### Correction d’ouverture

On constate donc que si pour ce qui est des termes de couleur ou des coefficients d’extinction, les deux estimations sont assez proches, il y a par contre un énorme problème de point-zéro, avec une différence de l’ordre de  $\simeq 0.65$  magnitude dans le sens où les

FIG. 6.19 – Calibration du champ de contrôle avec les standards disponibles. IRAF a été utilisé pour ajuster les meilleures régressions ( $\chi^2$ ), à **gauche** en fonction de la magnitude dans les bandes  $B$ ,  $V$  et  $R$ ; à **droite** on a cherché un possible terme de couleur du second degré, mais une correction linéaire en fonction de  $B - V$  ou  $V - R$  s'est avérée suffisante.



MAG\_AUTO de *SExtractor* sont systématiquement trop faibles. Cela confirme le gros problème déjà évoqué pour les poses “scientifiques”. Effectivement, l’ESO stipule que les valeurs calculées par photométrie d’ouverture dans un rayon de 10'' sont invariablement plus brillantes de 0.06 à 0.08 mag. par rapport aux valeurs calculées par MAG\_AUTO.

L’ESO calcule en fait une MAG\_APER sur un diamètre de 100 pixels, ce qui est visiblement trop dans bien des situations ; en particulier, on rajoute beaucoup de bruit pour les standards les moins brillants. Et même pour ceux proches de la saturation, ce choix paraît excessif quand on compare aux 15'' maximum du diamètre choisi par Landolt. On peut vérifier la discordance sur le catalogue du champ standard SA101 (nuit de h90r.fits) :

Standard SA101	MAG_AUTO (e <sup>-</sup> /s)	MAG_APER (10'') <sub>ESO</sub> (e <sup>-</sup> /s)	$\Delta_{m_{\text{AUTO}}-m_{10''}}$
341	-13.1852	-13.2760	0.0908
342	-11.9650	-12.0089	0.0439
427	-12.7165	-12.8180	0.1015
429	-14.3610	-14.4789	0.1179
431	-14.3651	-14.4807	0.1156
L6	-11.1212	-11.3115	0.1903

La différence semble tourner autour de 0.1 magnitude, ce qui est considérable. On voit par exemple que les écarts semblent plus importants pour 342 ou L6, qui sont des standards très faibles (pics à 1400–2100 ADUs pour un fond à 80), où l’ouverture fixe de 10'' de rayon est vraisemblablement beaucoup trop large, le fond du ciel induisant alors des erreurs dans l’estimation de la magnitude *totale* de L6. D’autres standards très bien exposés comme 341 (pic aux 2/3 de la plage linéaire, à  $\simeq 37400$  ADUs) sont plus stables.

On a effectué d’autres essais pour confirmation, par exemple pour le champ de standards correspondant aux poses en bande *R* sur le champ de contrôle, c.-à-d. cf2r.fits :

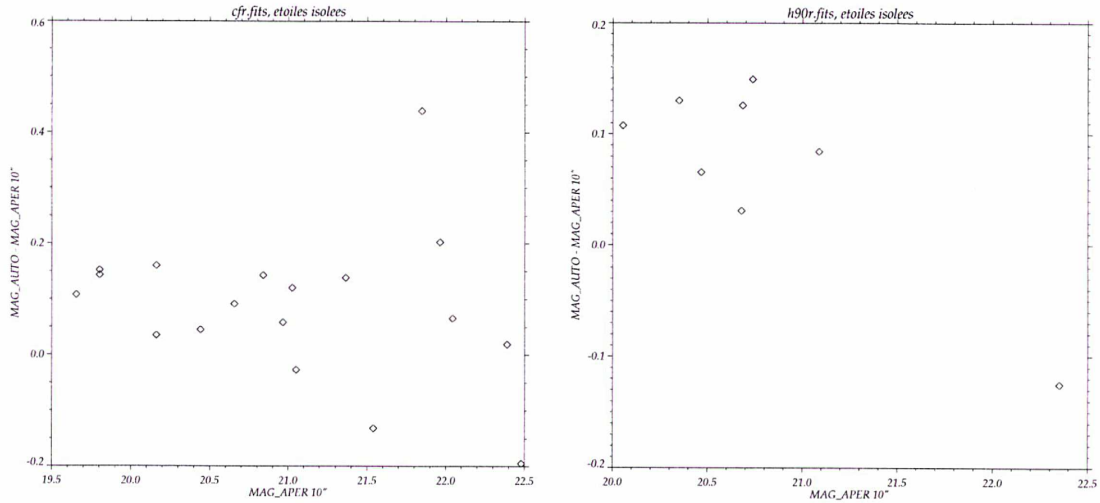
Standard	MAG_AUTO (e <sup>-</sup> /s)	MAG_APER (10'') <sub>ESO</sub> (e <sup>-</sup> /s)	$\Delta_{m_{\text{AUTO}}-m_{10''}}$
PG1047+003	-13.5120	-13.6009	0.0889
PG1047+003A	-14.0750	-14.1379	0.0629
PG1047+003B	-12.7908	-12.8887	0.0979
PG1047+003C	-14.9639	-15.0354	0.0715
PG0231+051	-10.9701	-11.0058	0.0357
PG0231+051A	-14.8538	-14.9508	0.0970
PG0231+051B	-13.4687	-13.5661	0.0974
PG0231+051C	-13.9318	-14.0243	0.0925
PG0231+051D	-13.8681	-13.9564	0.0883
PG0231+051E	-13.8203	-13.9103	0.0900

Là encore, les standards les plus faibles (comme PG0231+051 qui culmine à 1300 ADUs seulement c.-à-d. présente un S/B de  $\sim 130$ ) affichent les différences les plus marquées.

### Calibration finale

L’ESO préfère donc utiliser une approche “statistique” en exposant peu de standards par nuit mais en établissant des moyennes sur toute une période. On pourra trouver en FIG. 6.21 les résultats “graphiques” donnés par l’ESO pour une centaine de standards observés durant toutes les nuits photométriques du mois de juillet 2000. Encore faut-il pour pouvoir appliquer ces coefficients moyens être sûrs de la qualité photométrique de la nuit considérée. On doit pour cela se contenter de la valeur du point-zéro estimée à

FIG. 6.20 – Différences entre `MAG_AUTO` et magnitudes `MAG_APER` calculées sur une grande ouverture (rayon  $10''$ ) donnant une correction de magnitude totale proche de  $-0.1$ . À gauche, pour plusieurs étoiles isolées choisies sur le champ de contrôle de seeing  $1''.1$ . À droite, sur l'image de HCG 90 en  $R$ , de bon seeing en sélectionnant encore les étoiles les plus isolées possibles. Le point discordant correspond à une étoile assez faible située sur une ligne du CCD présentant un problème d'efficacité de transfert de charge (CTE des quadrants A et B de *FORS 1*). Il ne doit donc pas être pris en compte.



partir des quelques standards intégrés cette nuit-là. Durant les 4 nuits où ont été prises les images de HCG 90 et du champ de contrôle, la qualité photométrique paraît bonne quand on regarde les coefficients photométriques présentés dans le tableau ci-dessous :

Date	$N$	$Z_B$	$\sigma_{Z_B}$	$V$	$\sigma_{Z_V}$	$R$	$\sigma_{Z_R}$
03/5/2000	2.0	27.666	0.006	28.038	0.003	27.968	0.003
30/7/2000	6.8	27.652	0.008	28.033	0.010	27.953	0.008
31/7/2000	3.0	27.644	0.002	28.028	0.012	27.956	0.007
01/8/2000	4.0	27.642	0.009	28.016	0.007	27.940	0.007

où  $N$  est le nombre moyen d'étoiles standards utilisées par filtre pour déterminer les coefficients photométriques, et  $Z_C$  représente le point-zéro calculé pour la bande " $C$ ".

**Remarque :** il existe des variations à très court terme pour le point-zéro, d'une nuit sur l'autre, en plus du gradient à longue période dû à une détérioration de la qualité de réflexion du miroir principal (jusqu'à  $0.13$  mag/an de pertes en  $U$ , soit une baisse de réflectivité de 10% dans l'année). D'où l'intérêt d'une réaluminure fréquente : les points-zéro montrent alors des sauts brusques jusqu'à  $0.35$  mag. après la réaluminure d'*Antu*.

On a finalement dû convertir les magnitudes instrumentales *SExtractor* en magnitudes calibrées à l'aide des coefficients moyens donnés par l'ESO :

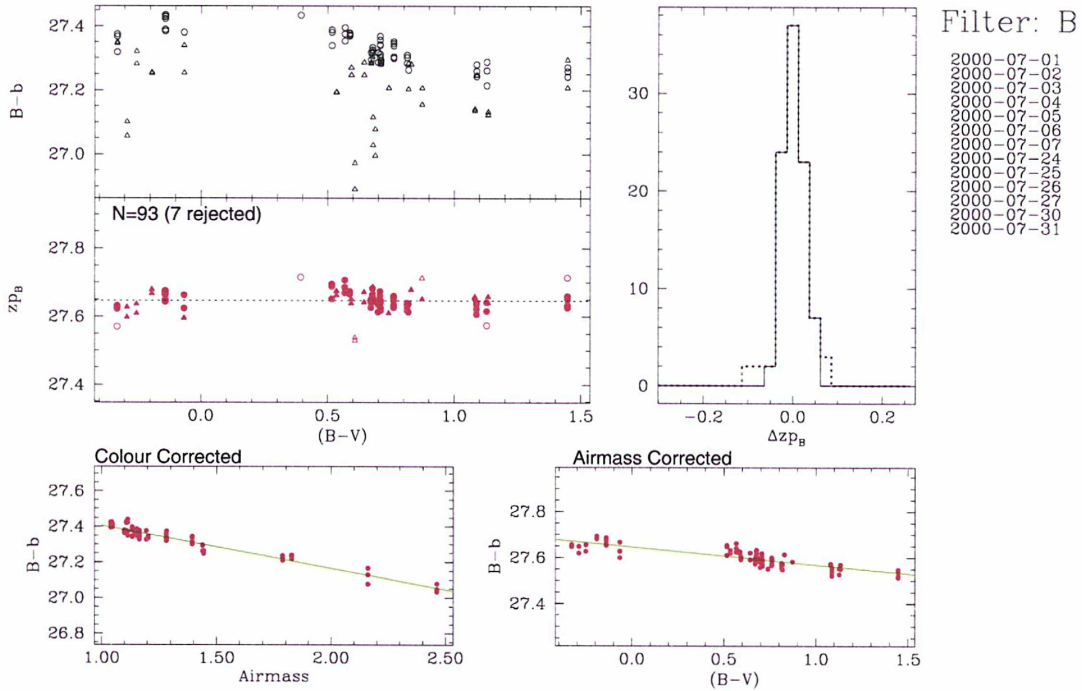
File: dates\_fors\_phot.dat : Oct 26 09:41 2000

VLT-FORS1 – Colour Terms/Atmospheric Extinction

$z_{p_B} = 27.647 \pm 0.018$   
 $\sigma = 0.023$

$\gamma_{(B-V)} = -0.077 \pm 0.005$   
 $\chi^2 = 0.9$

$k_B = 0.240 \pm 0.007$   
 (N=100 clipping  $= \pm 2 \times \sigma$ )



Antu/fors1 QC\_Report: all ZEROPOINTS (jan-01)

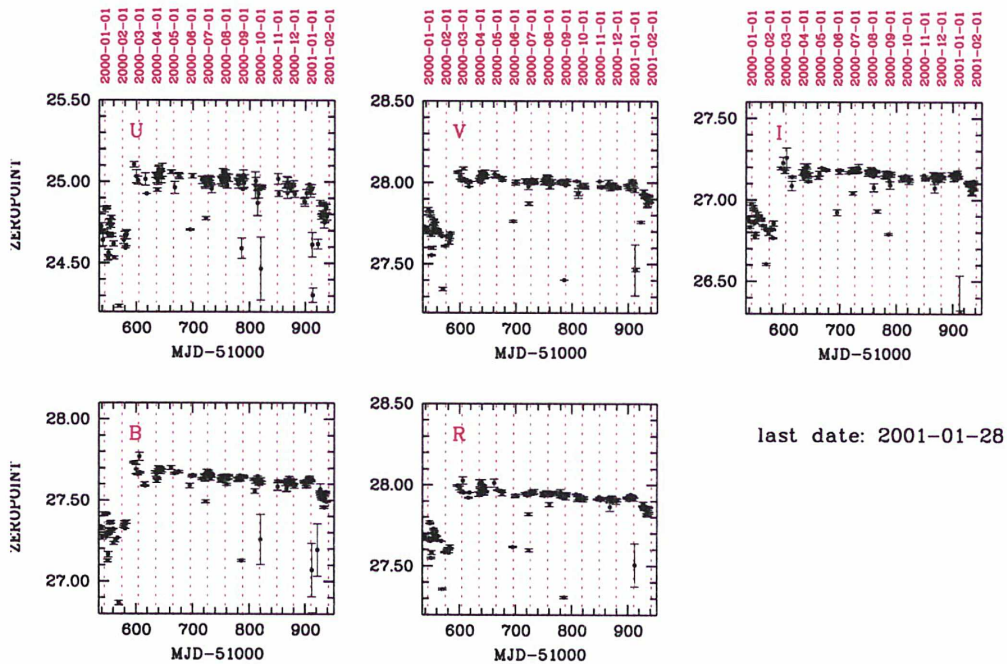
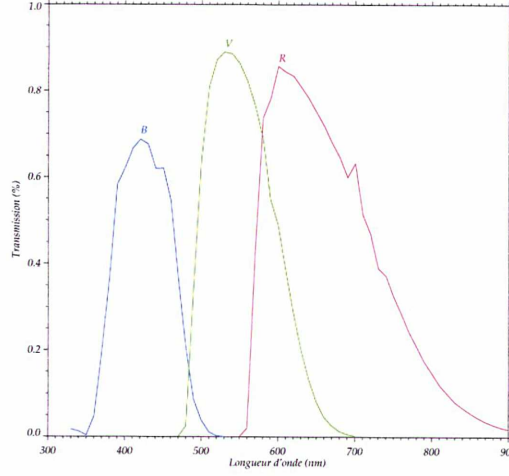


FIG. 6.21 – Coefficients photométriques moyens calculés par l'ESO.

FIG. 6.22 – Filtres  $B$ ,  $V$  et  $R$  de Bessel [1990] utilisés pour  $FORS1$ . Noter que le filtre rouge ne présente plus de transmission au-delà de 9000 Å, rendant négligeable tout effet de franges (qui ne sont visibles, à un niveau de 0.5%, que dans la bande  $z'$  pour  $FORS$ ).



$$B_{\text{HCG 90}} = b + 35.267 - 0.077(B - V) \quad (6.4)$$

$$V_{\text{HCG 90}} = v + 34.673 + 0.029(B - V) \quad (6.5)$$

$$R_{\text{HCG 90}} = r + 34.900 \quad (6.6)$$

$$B_{\text{Champ}} = b + 35.261 - 0.077(B - V) \quad (6.7)$$

$$V_{\text{Champ}} = v + 34.667 + 0.029(B - V) \quad (6.8)$$

$$R_{\text{Champ}} = r + 34.863 \quad (6.9)$$

$$(6.10)$$

Le terme de couleur  $V - R$  n'a pas été pris en compte car il est très faible : 0.006 avec un *rms* de 0.009 ; même pour des objets très rouges de  $V - R \sim 2$ , on sera à 0.01 près ; et comme la plupart des amas globulaires (galactiques) présentent  $V - R \simeq 0.4$ , on fait une erreur typique de 0.002 mag. seulement en ne tenant pas compte du terme de couleur  $V - R$ . Les autres termes sont également assez faibles, ce qui signifie que les filtres de Bessel [1990] utilisés dans  $FORS1/2$  sont proches des standards Johnson-Cousins (cf. FIG. 6.22).

Pour  $B$  et  $V$ , les équations ci-dessus donnent par soustraction :

$$1.106(B - V) = (b - v) + (zp_B - zp_V)$$

soit  $B = b_{\text{SEx}} - 0.0696(b_{\text{SEx}} - v_{\text{SEx}})$  où  $b_{\text{SEx}}$  est la magnitude que sort *SExtractor*, après intégration du zéro-point et du terme de masse d'air. Il vient de la même manière :  $V = v_{\text{SEx}} + 0.0262(b_{\text{SEx}} - v_{\text{SEx}})$ .

On en profitera pour apporter à ce niveau-là deux dernières corrections aux catalogues :

1. Celle pour avoir les magnitudes "totales" des sources (étoiles et galaxies), obtenues en soustrayant systématiquement 0.1 à toutes les valeurs de `MAG_AUTO` sorties par *SExtractor*.

2. Et enfin les magnitudes corrigées de l'extinction interstellaire. D'après les cartes de Schlegel et al. [1998], on a un rougissement de  $E_{B-V}^{\text{HCG 90}} \simeq E_{B-V}^{\text{Champ}} \simeq 0.026$  (avec  $\pm 0.001$  de variation seulement sur l'étendue des deux images ; l'absorption moyenne  $A$  étant aussi identique à 0.001 dans le champ de HCG 90 et pour le champ de contrôle). D'où l'extinction à appliquer aux magnitudes (Cardelli et al. [1989]) :

$$A_B = 4.1E_{B-V} \simeq 0.114 \quad (6.11)$$

$$A_V = 3.1E_{B-V} \simeq 0.087 \quad (6.12)$$

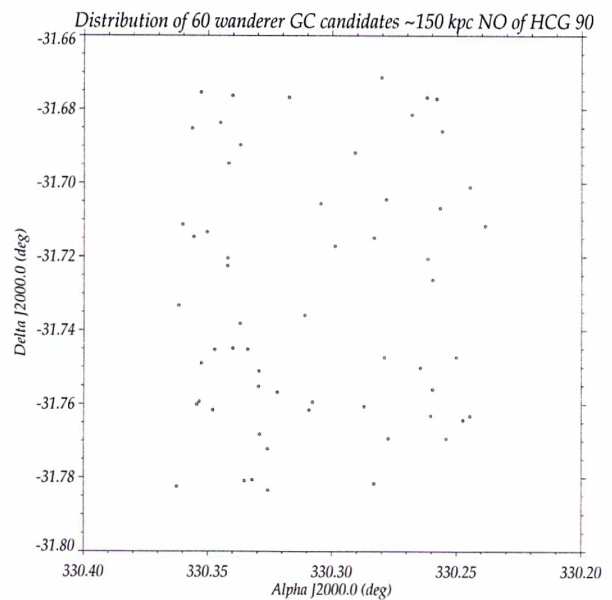
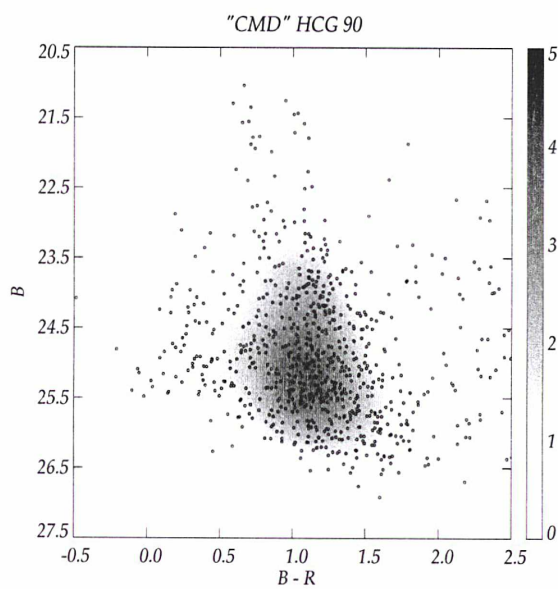
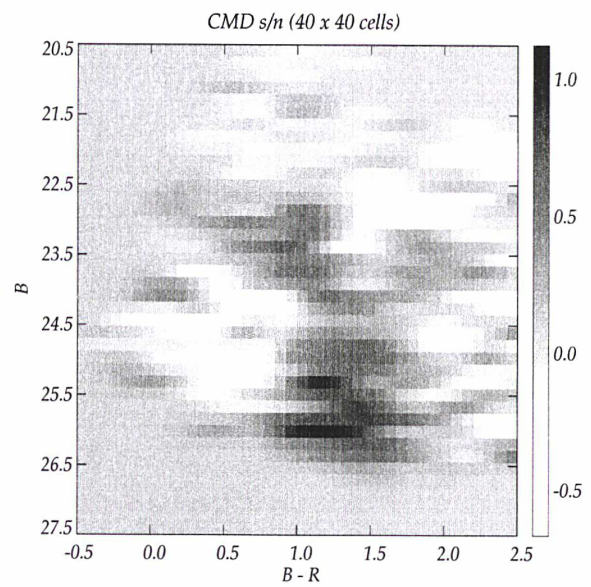
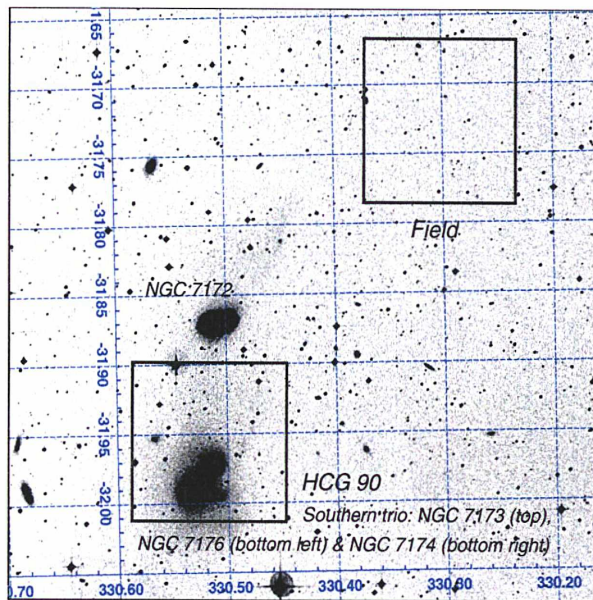
$$A_R = 2.3E_{B-V} \simeq 0.070 \quad (6.13)$$

L'absorption est donc plutôt faible malgré la latitude Galactique relativement basse de HCG 90 et de son champ de contrôle. On calcule en effet :  $(l^{\text{II}}, b^{\text{II}})_{\text{HCG 90}} \sim (330^\circ.5, -32^\circ)$ .

#### 6.1.4 Résultats préliminaires (article *Wanderer globular clusters candidates around HCG 90*)

FIGS. NEXT PAGE

## ***BVR FORS1 images of Hickson 90 and its control field***



## 6.2 Groupes proches

### 6.2.1 Relevé extragalactique *Pre-Flames*

Nous avons proposé à l'ESO (Cayatte et al. 2001) d'effectuer un relevé des membres (essentiellement massifs) de plusieurs groupes proches dans le cadre d'une extension extra-galactique du relevé stellaire *Pre-Flames*. On rappellera ici seulement quelques caractéristiques des cibles déjà soumises à l'ESO. Les observations à grand champ et multi-bandes *BVI* à la caméra *WFI* devraient être commencées dès l'année 2002. Les images devront être calibrées précisément sur le plan de la photométrie et de l'astrométrie (à 0'2 près), puisqu'elles se veulent préparatoires à un suivi spectroscopique avec *Giraffe*. On cherchera notamment à obtenir les vitesses radiales pour confirmer les candidats amas globulaires sélectionnés selon leur couleur — mais aussi en tant que sources légèrement étendues pour les quelques galaxies particulièrement proches décrites ci-dessous.

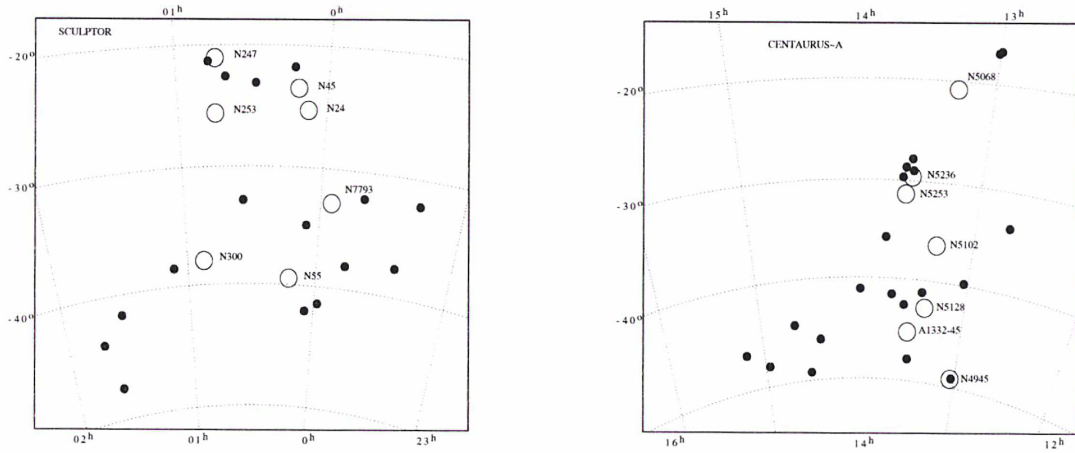
#### *Sculptor*

Le groupe du Sculpteur est le rassemblement de galaxies le plus proche du Groupe Local, puisque distant de  $\simeq 2.5$  Mpc en moyenne seulement. Il est constitué de 7 membres principaux, toutes spirales. Côté et al. [1997] ont dénombré 16 galaxies naines<sup>7</sup> appartenant au groupe (la distribution spatiale des membres de *Scl* qu'ils ont répertoriés est visible en FIG. 6.23). L'observation détaillée d'amas autour des membres les plus massifs dans le groupe du Sculpteur est prioritaire afin d'avoir des critères de comparaison avec les deux seuls systèmes d'AGs bien connus de galaxies spirales, c.-à-d. le système Galactique bien sûr et celui de M31. Plus généralement, la détection d'amas stellaires dans l'ensemble de *Scl* avec des données grand champ présente beaucoup d'intérêt pour l'étude de la dynamique de ce groupe qui ne semble pas virialisé. On montre dans la table 6.7 la liste des cibles définitivement envoyée à l'ESO. Les coordonnées des champs ont été soigneusement choisies de sorte à cadrer au mieux l'objet principal et de possibles satellites, tout en évitant autant que faire se peut les étoiles brillantes et en plaçant les interstices existant entre les matrices CCDs aux endroits a priori les moins gênants.

Les naines du Sculpteur présentent donc également une excellente opportunité de mieux étudier les quelques AGs autour des dE (nuclées ou non), dIrr ou dSph. Plusieurs galaxies faibles dans *Scl* semblent d'ailleurs abriter quelques amas globulaires (e.g., Jerjen & Rejkuba [2001]). Bright & Olsen [2000] ont étudié les amas globulaires de plusieurs membres massifs du Sculpteur, avec la caméra grand champ *Mosaic II* au 4 mètres du CTIO. Leurs résultats démontrent en particulier qu'il est possible de résoudre, dans de bonnes conditions de seeing, les AGs autour des galaxies du Sculpteur qui apparaissent comme des sources un peu plus étendues qu'une étoile (comme on peut le voir notamment dans l'image qu'ils ont réalisée de NGC 253, FIG. 6.24). La plupart des AGs se placent au-dessus de la séquence des sources ponctuelles, définie par la ligne continue sur la figure FIG. 6.25, mais en-dessous de la région des galaxies. Bright & Olsen [2000] ont ainsi pu isoler dans la zone cadrée une centaine de ces objets, dont la moitié pourraient être de véritables AGs de NGC 253. À moins d'avoir à analyser des images de seeing médiocre, une approche semblable sera adoptée pour le nouveau relevé *Pre-Flames*.

<sup>7</sup>Une autre galaxie naine, UKS 2323–326 semble se situer entre le Groupe Local et celui du Sculpteur. Van den Bergh [1994] trouve en effet improbable qu'UKS 2323–326 soit un membre à part entière du Groupe Local d'après sa vitesse qui la fait se diriger clairement vers *Scl*.

FIG. 6.23 – Répartition spatiale des membres de 2 groupes de galaxies particulièrement proches étudiés par Côté et al. [1997]. À gauche : membres du groupe du Sculpteur. À droite : membres du groupe *Centaurus A*. Les petits disques noirs représentent des galaxies naines, les cercles plus gros correspondent aux membres massifs des groupes.



Galaxie	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	Remarques
NGC 7793	23h58m00s	$-32^{\circ}30'$	Vue de face, petite
NGC 55	00h15m00s	$-39^{\circ}12'$	Très étendue (déborde)
NGC 247	00h47m00s	$-20^{\circ}43'$	Champ très propre
NGC 253	00h47m30s	$-25^{\circ}17'$	Diagonale du champ
NGC 300	00h55m00s	$-37^{\circ}37'$	Vue de face, noyau

TAB. 6.7 – Cibles dans le groupe du Sculpteur qui devraient être observées à la caméra *WFI* dans le cadre d'une extension du relevé *Pre-Flames* de l'ESO-EIS. Les coordonnées spécifiées cadrent au mieux les objets principaux ainsi que des satellites (dSph et autres) possibles — tout en minimisant les étoiles brillantes dans le champ de  $33' \times 32'$  du *WFI*, qui pourraient gêner la détection d'amas globulaires en créant des images-fantômes.

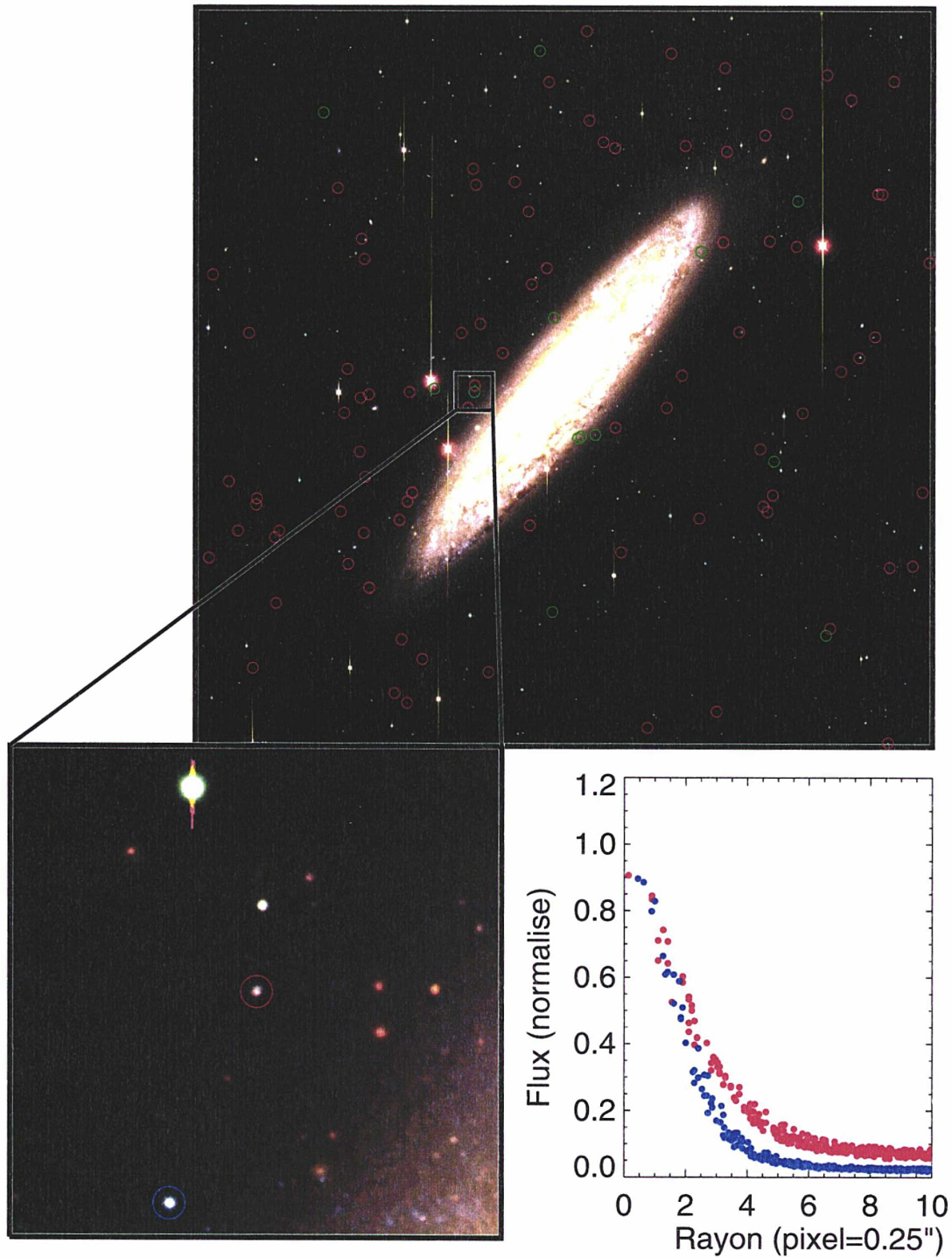
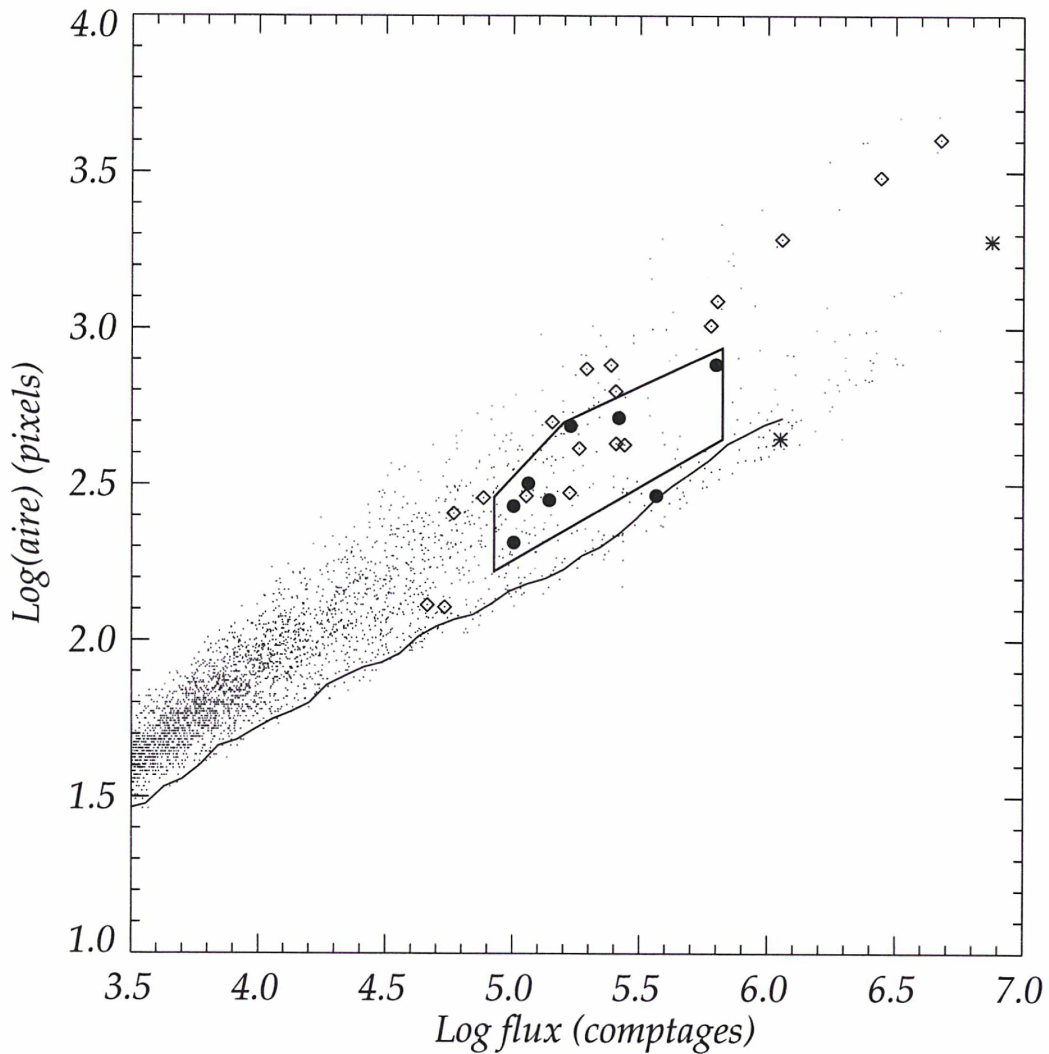


FIG. 6.24 – Image en “vraies” couleurs de NGC 253 réalisée par Bright & Olsen [2000] avec le télescope *Blanco* du CTIO et la caméra *Mosaic II* ; un agrandissement d’une région proche du disque de la galaxie montre un amas possible (sources encerclées en rouge) et une source ponctuelle (cercles bleus/verts). Après analyse des profils des objets (encart en bas à gauche, bleu pour l’étoile, rouge pour le candidat AG), ils montrent que les AGs à cette distance peuvent être résolus comme des sources un peu plus étendues qu’une PSF purement stellaire. Le champ observé à la caméra *WFI* sera très semblable à celui-ci.

FIG. 6.25 – Distinction de candidats amas globulaires autour de NGC 253 dans le diagramme (pseudo-)magnitude / Log de l'aire isophotale utilisé par Bright & Olsen [2000]. Leur analyse est basée une image en bande  $R$  sommée de seeing  $1''$ . Seuls les objets d'ellipticité  $e < 0.4$  et qui présentent aussi les couleurs typiques des AGs galactiques sont montrés (après détection à  $3\sigma$  dans *SExtractor*). Les objets en commun avec l'étude spectroscopique de Beasley & Sharples [2000] sont symbolisés par des petits disques pour les AGs "certains", des diamants pour des galaxies, et des astérisques pour des étoiles.



TAB. 6.8 – Galaxies du groupe *Cen A* qui doivent être observées (*BVI*) à la caméra *WFI*.

Galaxie	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	Distance	Remarques
NGC 5128	13h25m30s	-43°01'	3.6 Mpc	<i>Centaurus A</i> ; 2 <sup>e</sup> champ pour le halo ?
NGC 4945	13h06m00s	-49°29'	600 km·s <sup>-1</sup>	Pointage décalé pour éviter $\xi^{1,2}$ Cen
NGC 4976	13h09m10s	-49°25'	1450 km·s <sup>-1</sup>	E4, recouvrement champ NGC 4945
NGC 5102	13h22m55s	-36°28'	3.1 Mpc	Décentré pour éviter $\iota$ <i>Centauri</i>
NGC 5206	13h32m30s	-47°57'	~4 Mpc	Étoile de mag. 6 hors du champ
NGC 5253	13h40m10s	-31°42'	3.9 Mpc	Sous-groupe de M83, particulière

### *Centaurus A*

Deuxième groupe le plus proche à 3.5 Mpc (M81 étant à 3.6 Mpc, voir le paragraphe suivant), *Centaurus A* / M83 est constitué d'une assemblée de galaxies de types remarquables autour de son membre massif, l'elliptique *Cen A* ( $\equiv$  NGC 5128). On trouvera dans Israel [1998] une vue d'ensemble des études consacrées à cette galaxie géante. Harris et al. [1998] ont même pu établir le CMD d'un amas globulaire résolu de *Cen A*, grâce à des observations profondes au *HST*. Depuis le sol, l'imagerie avec de grands télescopes dans d'excellentes conditions de seeing permet de distinguer les candidats AGs comme des sources légèrement étendues (Rejkuba [2001], à l'aide du VLT), et permet aussi de résoudre des étoiles brillantes de l'elliptique géante (Rejkuba et al. [2001]). Quasiment toutes les galaxies de ce groupe sont "particulières" et une vingtaine de naines sont également observables (revoir FIG. 6.23). Les données *BVI* qui devraient être acquises (table 6.8) sur certaines galaxies peu étudiées du groupe pourraient par conséquent apporter de nouvelles informations sur des systèmes d'AGs autour de galaxies de type rare.

### 6.2.2 Groupe de Messier 81

Dans le ciel boréal se trouve un groupe proche principalement constitué de M81/M82/NGC 3077 avec un module de distance inférieur à  $m - M = 27.9$  (NGC 2403 est un peu plus lointaine, mais semble bien se diriger vers M81). Messier 81 est une galaxie spirale massive (SAab) qui a plus de 200 AGs, semblables à ceux de la Galaxie et d'Andromède avec possiblement quelques amas plus jeunes, comme confirmé par l'étude spectroscopique récente de Schroder et al. [2001]. L'observation — avec la caméra mosaïque du télescope Isaac Newton — de plusieurs nébuleuses planétaires assez éloignées (10–20 kpc) du centre de la galaxie M81 par Magrini et al. [2001] laisse supposer que plusieurs AGs pourraient également se situer à grande distance de la galaxie. M81 est bien placée pour une observation profonde sur  $1^\circ$  de son système d'amas stellaires avec *MEGACAM*.

Messier 82 est une galaxie d'apparence fortement perturbée et très active, avec une formation stellaire par flambées ("*starburst*"). La présence de plusieurs dizaines d'amas jeunes et massifs (voir Smith & Gallagher [2001]) dans cette galaxie permet d'étudier les "super-amas" les plus proches. Ces objets pourraient représenter des proto-amas globulaires. Au contraire de M82, NGC 2403 est une spirale Sc plus ordinaire dont le système d'amas n'a pas vraiment été étudié en détail malgré sa proximité (Battistini et al. [1984]). De façon semblable au Groupe Local, de nombreuses naines existent autour de ces 3 spirales, et de nouvelles galaxies à faible brillance de surface pourraient être découvertes dans le cadre d'une observation systématique de cette région de *UMa* avec *MEGACAM*.

## 6.3 Groupes épars

### 6.3.1 Suite du relevé *Pre-Flames*

Plusieurs groupes de galaxies relativement pauvres localisés dans le Ciel Austral sont assez proches pour que leurs systèmes d'amas globulaires puissent être étudiés avec assez de détails avec l'instrument *WFI*. Ainsi, dans un rayon de 10 à 60 Mpc maximum, on peut citer en particulier *Dorado*, *Antlia*, *Telescopium*, la chaîne du Centaure, ou encore *Eridanus*. La liste soumise à l'ESO est montrée à titre d'information dans le tableau 6.26.

On a aussi inclus un champ dans *Hydra I* qui est un véritable amas contenant la galaxie cD NGC 3311 (cf. Brodie et al. [2000]) — ainsi que plusieurs groupes compacts afin de poursuivre l'étude de ces objets amorcée avec le VLT comme on l'a vu en section 6.1.2. En particulier, HCG 90 a été mis parmi les cibles prioritaires du relevé *Pre-Flames* extragalactique. Les données de la caméra *WFI* seront clairement moins profondes que les images VLT/*FORS*, mais le grand champ et la bande *I* devraient apporter de nouvelles informations sur le groupe de Hickson en révélant ses AGs les plus brillants. D'autres champs dans l'amas proche de *Fornax* permettront d'étendre à quasiment toutes les zones de l'amas, l'observation des parties centrales que nous avons achevée avec la caméra *WFI*.

### 6.3.2 Données *CFH12k*

Avec la caméra *CFH12k* (revoir §3.3.2), nous avons également observé deux "sous-groupes" de galaxies dans la Vierge, pointés au début de chacune des deux nuits. Les intégrations ont été de 1500 s au total en *V*, *R* et *I*. Il s'agit du groupe de NGC 5813 qui est une elliptique assez massive, et de NGC 5846, groupe plus dense (on montre en FIG. 6.27 une image non-traitée de la spirale barrée NGC 5850 — sans doute liée à NGC 5846).

La relative proximité de ces objets et les images assez profondes obtenues (grâce au seeing de 0''.6 à 0''.7) devraient permettre d'atteindre le pic dans la fonction de luminosité des amas globulaires estimé pour NGC 5846 à  $V_{\text{GCLF}} \simeq 25$  par Forbes et al. [1996].

FIG. 6.26 – Liste des groupes de galaxies proposés pour des observations en *BVI* avec la caméra *WFI*. À côté des objets proches dont les systèmes d'AGs pourront être étudiés de façon assez détaillée, nous avons ajouté quelques groupes compacts ainsi que certains amas riches plus distants (*Hydra I*), afin d'avoir un échantillon d'environnements variés.

4

**Priority 0** Distance equal or less than 25 Mpc : **8 fields**

Group/Cluster	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	$V_r$ km/s	Comments
Dorado 1st field	04:10:30	-56:15:00	1300	NGC 1533
Dorado 2nd field	04:16:20	-55:42:00	1300	NGC 1549
Fornax 1st field	03:22:20	-37:05:00	1400	NGC 1316
Fornax 2nd field	03:24:40	-36:25:00	1400	NGC 1326
Fornax 3rd field	03:29:45	-35:00:00	1400	NGC 1351
Fornax 4th field	03:33:36	-36:08:30	1400	NGC 1365
Fornax 5th field	03:36:15	-36:03:00	1400	NGC 1386, some bright stars
Eridanus	03:39:40	-18:31:40	1700	Including NGC 1400

**Priority 1** Distance between 25 Mpc and 45 Mpc : **9 fields**

Group/Cluster	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	$V_r$ km/s	Comments
HCG 90	22:01:45	-31:47:00	2500	Bright star
HCG 22	03:03:30	-15:40:00	2700	Clean field
NGC 5044 group	13:15:00	-16:23:10	2800	Rich group
Antlia	10:29:30	-35:26:30	2800	NGC 3271
Telescopium	20:08:43	-48:17:00	2900	NGC 6868
HCG 48	10:37:10	-27:02:00	3000	30' NE of Hydra
Centaurus 1st field	12:48:10	-41:28:00	3000	NGC 4696
Centaurus 2nd field	12:51:05	-41:17:00	3000	NGC 4709
Hydra I	10:36:30	-27:33:00	3400	Nearest cD <sup>a</sup> after Virgo

**Priority 2** Distance between 45 Mpc and 65 Mpc : **9 fields**

Group/Cluster	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	$V_r$ km/s	Comments
HCG 42	10:00:24	-19:38:00	3800	NGC 3091/96
HCG 7	00:39:24	+00:52:00	4250	Some bright stars
HCG 19	02:42:48	-12:24:00	4250	Three bright stars
HCG 62	12:52:35	-09:25:00	4300	Offsetted to avoid $\psi$ Vir
DC1842-63 1st field	18:46:15	-63:18:00	4400	IC 4765, rich cluster
DC1842-63 2nd field	18:55:00	-63:18:00	4400	NGC 6706
DC1842-63 3rd field	18:41:53	-63:51:43	4400	IC 4742
DC1842-63 4th field	18:42:00	-63:06:00	4400	IC 4749
DC1842-63 5th field	18:37:58	-62:42:00	4400	IC 4728

<sup>a</sup> Despite 2 very bright stars in the field, the richness of the NGC 3311 GCS (e.g. Brodie et al. 2000, ApJ 543, L19) makes it a particularly interesting target. A dithering pattern of  $\sim 10$  pointings may be well suited for this field, in order to limit the impact of saturation of the CCDs and ghost images of the 2 stars...

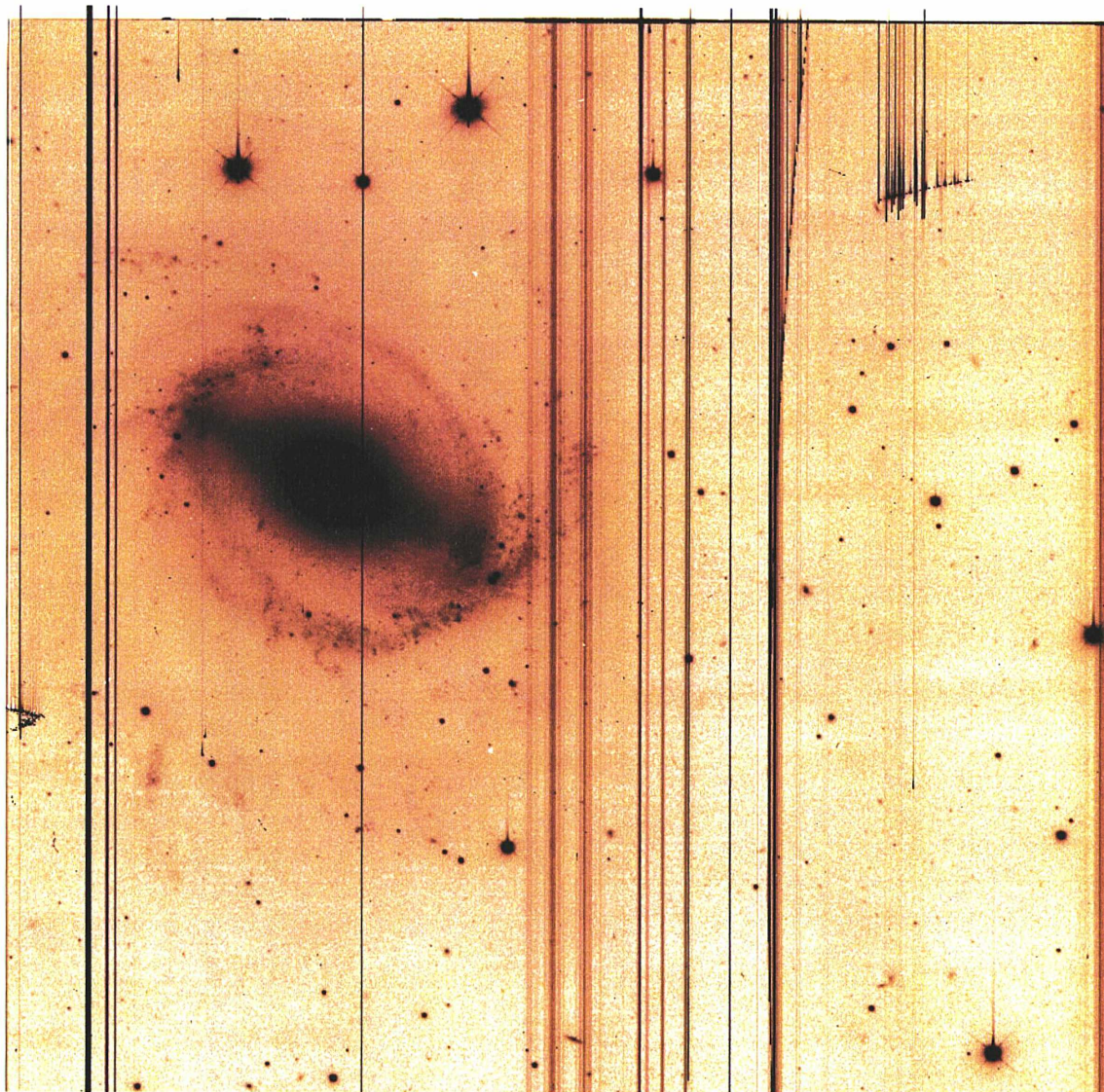


FIG. 6.27 – Spirale barrée NGC 5850, dans le petit groupe de NGC 5846 (situé à  $\sim 13$  Mpc “en arrière” de *Virgo*). La galaxie se situe malheureusement sur le CCD #10 de la caméra *CFH12k* (première version) qui présente d’importants défauts cosmétiques. La coaddition de cinq images décalées permettra de gommer en partie les colonnes mortes.



## Chapitre 7

# Amas de galaxies

### 7.1 Généralités

Les riches amas de galaxies constituent les plus grandes structures gravitationnellement liées dans l’Univers (consulter la revue de Bahcall 1988) ; les structures encore plus vastes (comme les super-amas ou les “murs” de galaxies) ne semblent pas liées par la gravité. Au cœur des amas les plus riches, la densité est très forte et par conséquent, ces zones sont évoluées dynamiquement. En particulier, certains riches amas à galaxie centrale (cD) semblent avoir atteint le stade de la relaxation. D’autres amas cependant en sont encore au stade de l’effondrement avec des processus de fusion en cours.

Il faut souligner que les galaxies centrales (cD) — qui ne sont pas forcément les plus brillantes (exemple dans *Fornax* avec NGC 1399 et NGC 1316) — possèdent généralement un système d’amas globulaires extrêmement riche et étendu (de même qu’elles présentent une enveloppe). Forbes et al. 2001 ([astro-ph/0111185](#)) viennent de montrer que certains amas autour de la cD de *Fornax* NGC 1399 avaient une métallicité plus forte que la métallicité solaire, à l’image de leur galaxie hôte géante.

La détection de lumière diffuse entre les galaxies d’un amas est corroborée par la détection d’objets intergalactiques, sous forme de nébuleuses planétaires et d’amas globulaires. Voir Ford et al. 2001 pour un résumé récent des relevés de nébuleuses planétaires extragalactiques. L’observation d’AGs dans le milieu entre les galaxies d’un amas doit apporter de fortes contraintes sur le potentiel de l’ensemble.

Pour l’étude de système d’amas globulaire extragalactiques, la photométrie en bandes larges permet d’atteindre pic de la GCLF pour tous les groupes et amas jusqu’à, typiquement, quelques petites dizaines de mégaparsecs avec les télescopes de 4 mètres. Les instruments de plus gros diamètre comme le VLT ou le Keck autorisent la détection des systèmes d’amas sur des galaxies à plus grands décalages vers le rouge, ce qui peut apporter des contraintes cosmologiques en utilisant la GCLF comme indicateur de distance.

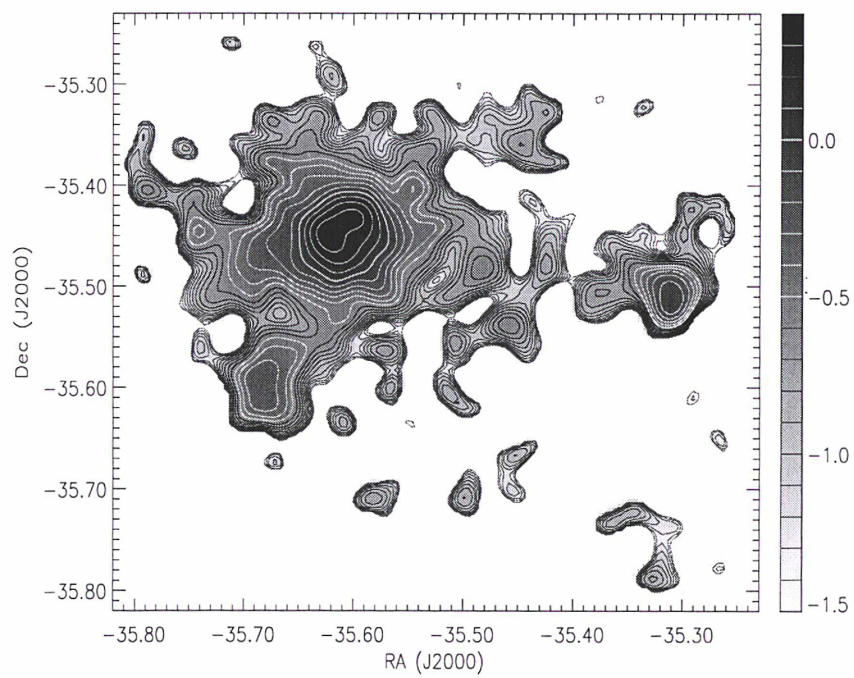
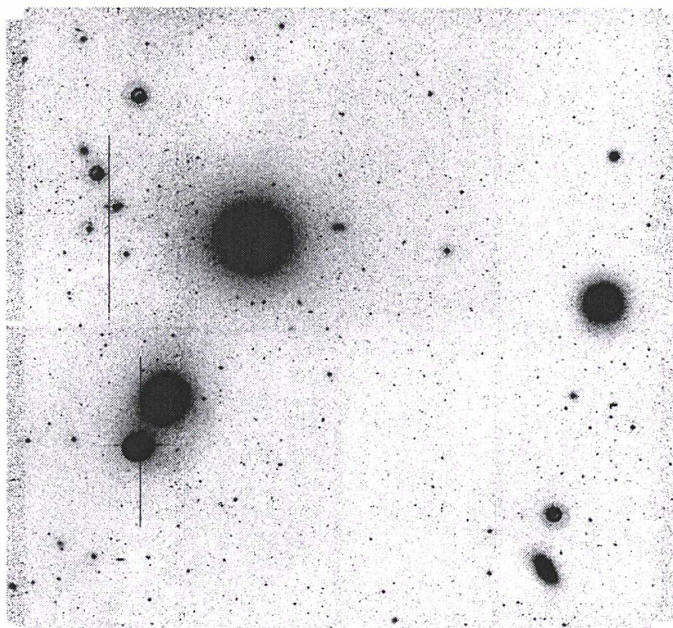
Ainsi, l’article récent de Okon & Harris ([astro-ph/0110631](#)), confirme pour les plus brillantes galaxies (BCGs) dans les amas A262 (NGC 708), A3560 (NGC 5193), A3565 (IC 4296) & A3742 (NGC 7014) un pic de la GCLF compatible avec l’estimation “intermédiaire” de la constante de Hubble  $H_0 \simeq 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . Ces résultats ne sont cependant basés que sur une seule couleur (filtre F814W du *HST*, proche de la bande *I*), il faut donc les prendre avec précaution car même avec le CCD central de la caméra mosaïque du *HST*, il est impossible de résoudre un amas globulaire typique à ces distances de  $\gtrsim 50 \text{ Mpc}$  ; sans sélection sur la couleur, un échantillon de candidats AGs est

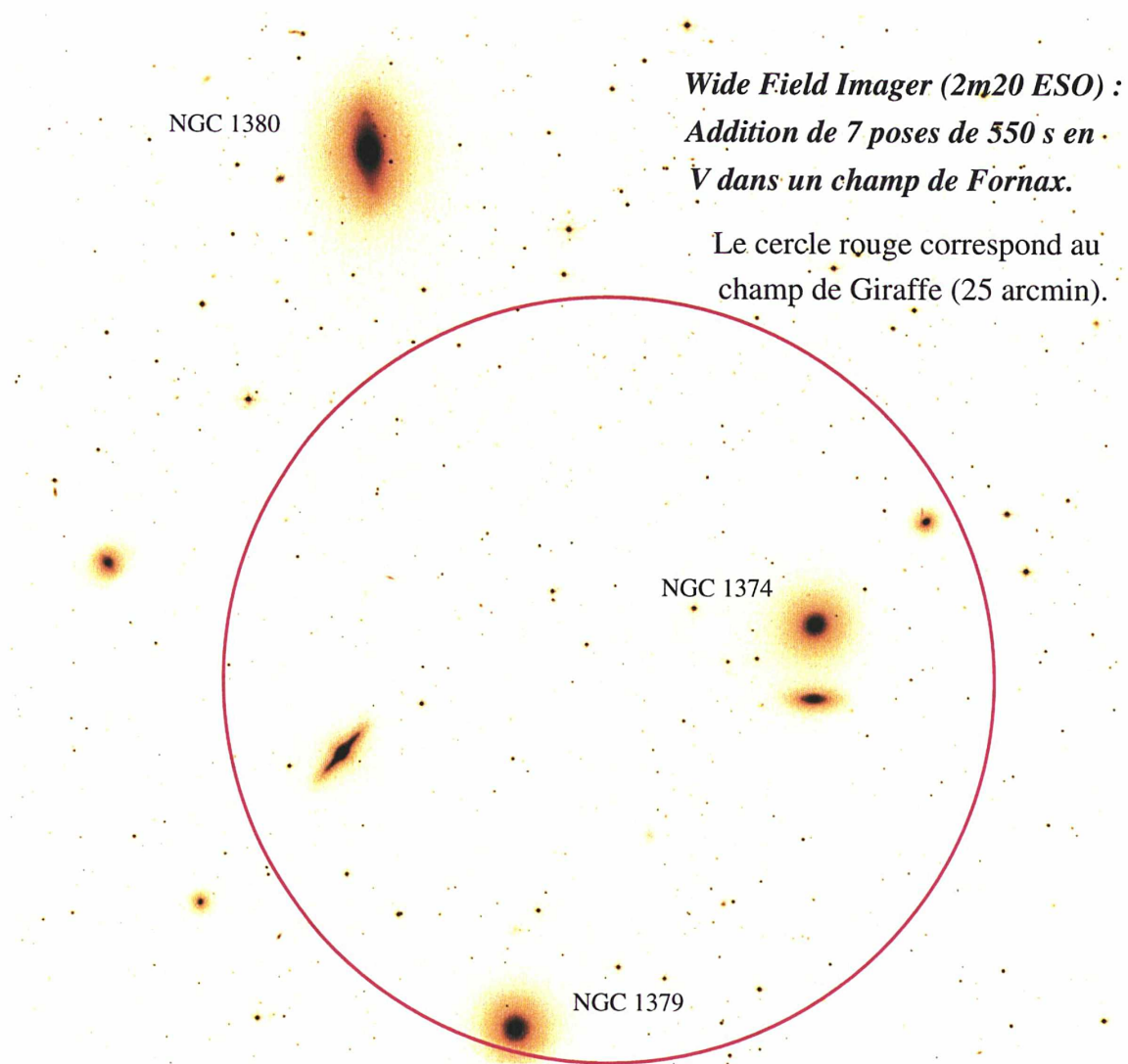
pollué par des étoiles d'avant-plan et surtout des galaxies compactes.

## 7.2 Étude grand-champ dans *Fornax*

Afin d'étudier à grand champ plusieurs systèmes d'AGs extragalactiques relativement proches, nous avons observé au télescope ESO/MPI de 2m20 muni de la caméra *WFI*, durant deux nuits en décembre 2000, l'amas de *Fornax* (qui était alors idéalement placé depuis la Silla). *Fornax* a une classe de richesse  $\sim 0$  selon Abell, il s'agit donc d'un amas pauvre mais qui diffère d'un groupe riche par la présence de la galaxie centrale massive (cD) NGC 1399 et son isolement relatif. L'analyse des données grand champ (mosaïque de CCDs) reprend les méthodes utilisées au VLT pour les groupes compacts. On montre seulement ci-après un résultat préliminaire qui tendrait à prouver qu'il existe aussi des amas globulaires intergalactiques dans *Fornax*.

La figure page suivante montre le cœur de l'amas sur un champ de  $\simeq \frac{1}{4} \square^\circ$ . L'image *WFI* du haut résulte de l'empilement de 7 poses de 670 s dans la bande *I*; il a fallu soustraire les franges d'interférence. En bas, on montre la densité spatiale (lissée par ondelettes) des sources ponctuelles dont beaucoup semblent peupler l'espace entre les galaxies. Des amas globulaires sont donc probablement présents dans le milieu intergalactique de l'amas, éjectés de leurs galaxies hôtes par des effets dynamiques.





**Troisième partie**

**SYNTHÈSE ET PERSPECTIVES**

## Chapitre 8

# Conclusion générale

Nous avons pu mettre en évidence dans les déformations structurales d'une demi-douzaine d'amas stellaires résolus les signatures d'effets de marée dus à la Galaxie. Les observations à très grand champ (plaques de Schmidt digitalisées) de trois amas ouverts proches ont révélé la présence de queues de marée (NGC 2516) ou d'un aplatissement des objets (NGC 2287, NGC 2548). Comme le suggèrent les simulations numériques que nous avons effectuées, ces effets peuvent être attribués aux multiples passages d'un amas ouvert à travers le Plan de la Galaxie. Mais d'autres phénomènes tels que des rencontres avec des nuages moléculaires géants sont aussi susceptibles de perturber la répartition spatiale des membres des amas, voire de mener à leur destruction rapide.

Nous avons ensuite utilisé des données profondes acquises à l'aide de caméras CCD grand format, afin de pouvoir étudier des objets plus lointains. Deux amas ouverts vieux (M67 et NGC 2477) présentent des signes tangibles d'aplatissement, ce qui est conforme aux résultats des simulations  $N$ -corps. Un amas globulaire distant (NGC 5824) montre aussi une forme allongée. Trois autres objets traités ne montrent pas d'isophotes perturbés dans la distribution spatiale de leurs membres. L'absence d'effets de marée peut être propre à l'objet (selon sa position dans la Galaxie, son orbite, etc.) mais les limitations dans les observations peuvent également expliquer la non-détection de ces effets.

Les systèmes d'amas stellaires autour de leurs galaxies hôtes auxquels nous nous sommes également intéressés présentent aussi des signes d'effets dynamiques. Ainsi, des résultats préliminaires sur des candidats amas globulaires dans *Fornax* ou dans le groupe compact HCG 90 (images VLT) tendent à montrer que des amas stellaires probables peuvent être localisés dans le milieu séparant les galaxies. Ces observations photométriques doivent être vérifiées par un suivi spectroscopique.

Dans tous les cas, il apparaît nécessaire de disposer d'un échantillon plus grand d'amas ouverts et globulaires Galactiques afin de confirmer ces découvertes pour les objets individuels, et d'observer des systèmes d'amas dans d'autres environnements : groupes épars de galaxies, amas de *Virgo*... L'analyse complète des données CCD grand-champ acquises et traitées dans le cadre de cette thèse est donc à poursuivre et à étendre.

De plus, cette approche observationnelle est à accompagner de simulations (Monte-Carlo, etc.) afin de tester la validité des structures détectées, que ce soit pour un système d'amas stellaires considérés dans leur ensemble, ou pour les queues de marée en ce qui concerne les amas résolus. L'étude des effets de marée sur les amas d'étoiles est en effet indispensable à une meilleure compréhension de l'évolution de ces objets (taux de destruction, durée de vie) mais aussi pour sonder le potentiel de la ou des galaxies, parfois à de très grandes distances. Ainsi, pour la Galaxie, on peut étudier le Disque grâce aux amas ouverts (jeunes et vieux), ou le Bulbe et le Halo en utilisant les amas globulaires.



## Chapitre 9

# Prospective

### 9.1 Dans un futur immédiat

La généralisation des récepteurs CCDs mosaïqués permettra d'étudier la structure à grand champ de multiples amas résolus. Ces données conduiront en fait à repérer tout ce qui diffère d'un profil de King. Placés au foyer de télescopes de 4 m et plus, l'observation de membres de faible masse à de grandes distances des zones centrales d'un amas sera également fondamentale pour mieux cerner les phénomènes de ségrégation de masse. Un relevé homogène d'amas ouverts vieux est en particulier envisageable à court terme. L'obtention de CMDs plus profonds et précis (approche multi-bandes visible *et* infra-rouge avec le télescope de 4 m *VISTA* notamment), couplés à des mesures spectroscopiques permettront de mieux retracer l'évolution du Disque, voire en reconsidérant les plus vieux amas ouverts, de remonter à la transition Halo–Disque de la Galaxie. L'imagerie de systèmes d'amas extragalactiques bénéficiera aussi grandement de l'aspect grand-champ, en particulier pour la recherche d'objets situés dans le milieu entre les galaxies en groupes.

#### VST et Megacam

Successeur de la caméra *Wide Field Imager*, le *VLT Survey telescope* (VST) de l'ESO muni de la mosaïque de 32 CCDs  *$\Omega$ Cam* offrira un gain d'un facteur quatre, puisque son champ sera d'un degré carré. Le gain en magnitude limite sera essentiellement conditionné par la qualité du *seeing* sur le site du Paranal, puisque le diamètre n'est supérieur au 2m20 de La Silla que d'une quarantaine de centimètres. Le VST sera notamment bien placé pour généraliser l'étude des "constellations" d'amas dans les Nuages de Magellan, qui nécessitent à la fois une grande couverture spatiale permettant l'observation de plusieurs groupes d'objets, et une haute résolution pour limiter les problèmes d'encombrement des champs.

Dans l'hémisphère boréal, le même champ d'un degré carré sera offert par *MEGACAM*. Clairement, avec un diamètre de 4 m et les excellentes conditions de *seeing* régnant au Mauna Kea, la caméra qui doit être très prochainement installée au foyer du télescope Canada–France–Hawaï permettra des observations très profondes. Une grosse partie du relevé "public" qui doit être entrepris dès 2002 concernera d'ailleurs des cibles cosmologiques. L'Univers proche semble en effet avoir été quelque peu oublié dans ce projet d'observations systématiques, par exemple *Virgo* qui est pourtant idéalement placé pour une observation exhaustive. Quant aux objets Galactiques, nous avons proposé dès le mois de décembre 1998 d'effectuer un relevé significatif d'amas ouverts et globulaires avec *MEGACAM*. Une liste de 40 cibles avait été suggérée.

### Observations multi-longueur d'onde

L'un des domaines les plus prometteurs est la généralisation des observations dans l'infrarouge (IR). Une quarantaine de nouveaux amas stellaires ont déjà été découverts, fortement absorbés, sur des images du relevé 2MASS. Même proches, des amas peuvent rester quasiment invisibles dans le domaine optique avec des absorptions aussi fortes que  $A_V \approx 13$  pour Westerlund 1. La détection de tels objets (e.g. avec le télescope VISTA) pourra apporter des indications sur la distribution de poussières dans la Galaxie.

Les observations des rayonnements très énergétiques, de l'UV aux rayons  $\gamma$  sont également un domaine sous-exploité par rapport au visible/IR. Elles contraignent pourtant par exemple les toutes premières étapes de l'évolution stellaire (étoiles T Tauri et pré-séquence principale) pour des amas ouverts et associations parfois très proches. Le satellite XMM-Newton qui doit observer durant encore au moins 5 ans avec une haute résolution devrait apporter un très vaste échantillon d'enveloppes de plasma X autour de galaxies isolées ou en groupe : on pourra alors (si le gaz est bien en équilibre hydrostatique...) étudier les potentiels gravitationnels dans des environnements variés.

### Optique active et adaptative

L'optique adaptative permettra vraisemblablement de résoudre avec les moyens terrestres certains cœurs d'amas globulaires (AGs) contractés (comme ce qui a été fait sur Messier 15 avec le *Hubble Space Telescope*), afin de voir si certains pics de densité ("cusps") cachent des trous noirs centraux — cela sera à comparer aux données X futures à haute résolution en vue d'une identification certaine. L'optique active permettra aussi l'étude de binaires à éclipse dans les AGs, impossible aujourd'hui sauf dans la périphérie d'amas peu denses. On pourra enfin savoir quelle est la véritable fraction de binaires (primordiale ou pas) présente dans les AGs, qui sera comparée à la fraction de binaires de champ ou à celle des AOs. L'étude de la fonction de luminosité des amas sera aussi facilitée, bien que le champ généralement très restreint des télescopes à optique active/adaptative puisse induire des biais à cause de la ségrégation de masse dans les amas si plusieurs pointages ne sont pas effectués pour chaque objet. Ceci poursuivra ce qui peut être fait actuellement avec le *HST*, par exemple sur l'AG NGC 6397 où la fonction de luminosité déficiente aux faibles masses montre que cet AG a déjà perdu une bonne partie de sa masse.

### Spectroscopie

Pour les amas résolus en étoiles, les nouveaux spectrographes multi-objets (MOS) et à grand champ sur les 8–10 m, tels *Giraffe* et *VIRMOS* (projet incluant un MOS visible et un MOS infrarouge) au VLT, permettront de confirmer des centaines de membres par leurs vitesses radiales permettant d'étudier la dynamique dans les queues de marée, et plus généralement à grand rayon. Ceci apportera plus d'informations sur la matière noire, éventuellement présente très loin autour des amas globulaires — hypothèse moins probable si l'on détecte beaucoup de queues de marée —, les valeurs actuelles de  $M/L \simeq 2$  n'étant basées que sur des mesures obtenues dans les régions centrales d'AGs. À plus haute résolution, certains MOS seront dédiés à la détermination de la composition chimique des étoiles d'amas (par exemple pour les *blue stragglers* dans les objets vieux), ce qui est fondamental pour la physique stellaire (He/CNO comme "3<sup>e</sup> paramètre" dans les AGs).

Toutes ces données observationnelles seront à comparer aux simulations réalistes d'amas stellaires (avec des codes à  $N$ -corps directs ou en arbre) même pour les objets les plus riches ; des simulations approchant le million de particules sont aujourd'hui faisables avec des machines dédiées (GRAPE). L'idée est également de pouvoir simuler le comportement d'ensemble d'un système d'amas entourant sa galaxie hôte, isolée ou bien au sein de groupes (la difficulté étant alors d'inclure la matière noire).

## 9.2 À moyen et à long terme

ALMA dans le domaine millimétrique permettra, par exemple, d'étudier précisément la phase gazeuse des très jeunes objets (cœurs denses des nuages moléculaires).

*GALAXIA* et le *NGST* en optique devraient apporter des progrès considérables pour l'étude des amas stellaires. *GALAXIA* qui, avec sa capacité à détecter des mouvements propres extrêmement faibles, pourra mesurer par exemple directement les distributions de vitesses de milliers d'amas stellaires dans la Voie lactée, et cartographier leur structure spatiale à 3 dimensions. *GALAXIA* sera seulement limité par les trop fortes densités stellaires au centre de certains amas globulaires, mais dès au-delà du rayon de demi-lumière, des milliers de mesures contraindront les orbites des objets pour remonter en partie à leur état dynamique passé.

Le futur télescope spatial *NGST* prévu vers 2010 sera sans concurrence réelle pour poursuivre (et étendre notamment à l'infrarouge) les travaux amorcés avec le *HST*, par exemple la détection complète de la séquence de refroidissement des naines blanches qui apportera une estimation forte et indépendante sur les âges des AGs, donc sur celui de l'Univers.

Enfin, on peut envisager d'ici quelques décennies que la réalisation des projets d'hyper-télescopes comme *Owl* autoriseront la *résolution* d'amas stellaires dans toutes les galaxies assez proches, et notamment dans les amas de *Virgo* et *Fornax*.

Les amas d'étoiles, considérés individuellement ou dans leur ensemble, continueront donc assurément de jouer dans l'avenir un rôle-clé pour la compréhension de la formation et de l'évolution des galaxies.



# Bibliographie

[NOTE] *Seules les références utilisées dans le texte sont citées ici. Celles citées dans les articles ne sont pas reprises.*

- [1990] ALCAINO, G., LILLER, W., ALVARADO, F., WENDEROTH, E. 1990, *AJ* **99**, 817  
— *BVI CCD photometry of the broad main-sequence globular cluster NGC 1851*
- [1988] ALLEN, C., MARTOS, M. A. 1988, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* **16**, 25  
— *The galactic orbits and tidal radii of selected star clusters*
- [1998] ASHMAN, K. M., ZEPF, S. E. 1998 — *Globular Cluster Systems*, CUP
- [2000] BARMBY, P., HUCHRA, J. P., BRODIE, J. P., FORBES, D. A., SCHRODER, L. L., GRILLMAIR, C. J. 2000, *AJ* **119**, 727 — *M31 globular clusters : colors and metallicities*
- [2002] BARMBY, P., PERRETT, K. M., BRIDGES, T. J. 2002, *MNRAS* **329**, 461  
— *The 'remarkable' M31 globular cluster 037-B327 revisited*
- [2000] BASSINO, L. P., WALDHAUSEN, S., MARTINEZ, R. E. 2000, *A&A* **355**, 138  
— *CCD photometry in the region of NGC 6994 : The remains of an old open cluster*
- [1984] BATTISTINI, P., BONOLI, F., FEDERICI, L., FUSI PECCI, F., KRON, R. G. 1984, *A&A* **130**, 162 — *Globular cluster candidates in the spiral galaxy NGC 2403*
- [1998a] BAUMGARDT, H. 1998a, *A&A* **340**, 402  
— *The nature of some doubtful open clusters as revealed by HIPPARCOS*
- [1998b] BAUMGARDT, H. 1998b, *A&A* **330**, 480  
— *The initial distribution and evolution of globular cluster systems*
- [2000] BEASLEY, M. A., SHARPLES, R. M. 2000, *MNRAS* **311**, 673  
— *Spectroscopy of globular cluster candidates in the Sculptor group galaxies NGC 253 & 55*
- [1991] BERGER, J., CORDONI, J.-P., FRAINGANT, A.-M., GUIBERT, J., MOREAU, O., REBOUL, H., VANDERRIEST, C. 1991, *A&AS* **87**, 389 — *MAMA astrometry and photometry of 1221 UV-excess objects in 40 square degrees at the North Galactic Pole*
- [1980] VAN DEN BERGH, S., MCCLURE, R. D. 1980, *A&A* **88**, 360  
— *Galactic distribution of the oldest open clusters*
- [1994] VAN DEN BERGH, S. 1994, *AJ* **107**, 1328 — *The outer fringes of the local group*
- [1998] VAN DEN BERGH, S. 1998, *ApJ* **507**, L39  
— *Star and Cluster Formation in the Large Magellanic Cloud*
- [1992] BERTELLI, G., MATEO, M., BRESSAN, A., CHIOSI, C. 1992, *ApJ* **388**, 400  
— *The star formation history of the Large Magellanic Cloud*
- [1996] BERTIN, E., ARNOUITS, S. 1996, *A&AS* **117**, 393  
— *SExtractor : Software for source extraction*
- [1990] BESSEL, M. S. 1990, *PASP* **102**, 1181 — *UBVRI passbands*
- [2001] BICA, E., SANTIAGO, B. X., DUTRA, C. M., DOTTORI, H., DE OLIVEIRA, M. R., PAVANI, D. 2001, *A&A* **366**, 827 — *Dissolving star cluster candidates*

- [1991] BIJAOUÏ, A. 1991, *ESO/STECF Data Analysis Workshop — The Wavelet Transform*
- [1987] BINNEY, J., TREMAINE, S. 1987 — *Galactic Dynamics*, Princeton Univ. Press
- [2001] BONNELL, I., SMITH, K., DAVIES, M. B., HORNE, K. 2001, *MNRAS* **322**, 859  
— *Planetary dynamics in stellar clusters*
- [2000] BRIGHT, J., OLSEN, K. 2000, *AAS Meeting* **196**, #28.05  
— *Identifying the Globular Cluster Systems of the Sculptor Group*
- [2000] BRODIE, J. P., LARSEN, S. S., KISSLER-PATIG, M. *ApJ* **543**, L19 — *A New Look at Globular Cluster Colors in NGC 3311 and the Case for Exclusively Metal-rich Globular Cluster Systems*
- [1995] BROWN, J. H., BURKERT, A., TRURAN, J. W. 1995, *ApJ* **440**, 666  
— *On the Formation of Globular Clusters. II. Early Dynamical Evolution*
- [2001] BROWN, A. G. A. 2001, *Rev. Mexicana Astron Astrof.* **11**, 83  
— *Open Clusters and OB Associations : a Review*
- [1983] BRUCH, A., SANDERS, W. L. 1983, *A&A* **121**, 237  
— *The absolute masses of 72 galactic clusters and 12 OB associations*
- [2001] DE BRUIJNE, J. H. J., HOOGERWERF, R., DE ZEEUW, P. T. 2001, *A&A* **367**, 111  
— *A Hipparcos study of the Hyades open cluster. Improved colour-absolute magnitude and Hertzsprung–Russell diagrams*
- [1990] CANNON, R. D., SAGAR, R., HAWKINS, M. R. 1990, *MNRAS* **243**, 151  
— *CCD photometry of the distant southern globular cluster NGC 5824*
- [1989] CARDELLI, J. A., CLAYTON, G. C., MATHIS, J. S. 1989, *ApJ* **245**, 345  
— *The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction*
- [1994] CARRARO, G., CHIOSI, C. 1994, *A&A* **288**, 751 — *Galactic orbits of the old open clusters NGC 188, NGC 2682, NGC 2420, NGC 752 and NGC 2506*
- [1999a] CARRARO, G., GIRARDI, L., CHIOSI, C. 1999, *MNRAS* **309**, 430  
— *Is the Galactic disc older than the halo ?*
- [1999b] CARRARO, G., VALLENARI, A., GIRARDI, L., RICHICHI, A. 1999, *A&A* **343**, 825  
— *Near IR photometry of the old open clusters Berkeley 17 and Berkeley 18 Probing the age of the Galactic Disc*
- [2000] CARRARO, G. 2000, *A&A* **357**, 145  
— *NGC 6994 : An open cluster which is not an open cluster*
- [2000] CAYÓN, L., SANZ, J. L., BARREIRO, R. B., MARTNEZ-GONZÁLEZ, E., VIELVA, P., TOFFOLATTI, L., SILK, J., DIEGO, J. M., ARGÜESO, F. 2000, *MNRAS* **315**, 757 — *Isotropic wavelets : a powerful tool to extract point sources from cosmic microwave background*
- [2001] CAYÓN, L., SANZ, J. L., MARTINEZ-GONZÁLEZ, E., BANDAY, A. J., ARGÜESO, F., GALLEGOS, J. E., GÓRSKI, K. M., HINSHAW, G. 2001, *MNRAS* **326**, 1243 — *Spherical Mexican hat wavelet : an application to detect non-Gaussianity in the COBE-DMR maps*
- [1998] CHEN, B., VERGELY, J.-L., VALETTE, B., CARRARO, G. 1998, *A&A* **336**, 137  
— *Comparison of two different extinction laws with HIPPARCOS observations*
- [1998] CHEREUL, E., CRÉZÉ, M., BIENAYMÉ, O. 1998, *A&A* **340**, 384 — *The distribution of nearby stars in phase space mapped by HIPPARCOS. Inhomogeneities among A-F type stars*
- [1999] CHEREUL, E., CRÉZÉ, M., BIENAYMÉ, O. 1999, *A&AS* **135**, 5 — *The distribution of nearby stars in phase space mapped by Hipparcos. Clustering and streaming among A-F type stars*

- [1993] CHRISTIAN, C. 1993, *ASP. Conf. Ser.* **48**, 448  
— *Photometric properties of star clusters in M33*
- [1998] CHUPINA, N. V., VERESHCHAGIN, S. V. 1998, *A&A* **334**, 552  
— *Stellar clumps within the corona in the open cluster M 67*
- [1999] COMBES, F., LÉON, S., MEYLAN, G. 1999, *A&A* **352**, 149  
— *N-body simulations of globular cluster tides*
- [1997] COMERÓN, F., TORRA, J., FIGUERAS, F. 1997, *A&A* **325**, 149  
— *Understanding some moving groups in terms of a global spiral shock*
- [2001] COMERÓN, F. 2001, *A&A* **365**, 417 — *A Gould-Belt-like structure in M 83*
- [1997] CÔTÉ, S., FREEMAN, K. C., CARIGNAN, C., QUINN, P. J. 1997, *AJ* **114**, 1313  
— *Discovery of Numerous Dwarf Galaxies in the Two Nearest Groups of Galaxies*
- [2001] CORDER, S., TWAROG, B. A. 2001, *AJ* **122**, 895  
— *Field Stars, Open Clusters, and the Galactic Abundance Gradient*
- [1993] DA COSTA, G. S. 1993, *ASP. Conf. Ser.* **48**, 363  
— *The Star Clusters of the Magellanic Clouds with Age greater than Gyr*
- [1992] COUPINOT, G., HECQUET, J., AURIÈRE, M., FUTAUULLY, R. 1992, *A&A* **259**, 701  
— *Photometric analysis of astronomical images by the wavelet transform*
- [1989] DACHS, J., KABUS, H. 1989, *A&AS* **78**, 25  
— *UBV photometry and the structure of the galactic cluster NGC 2516*
- [2001] DIAS, W. S., LÉPINE, J. R. D., ALESSI, B. S. 2001, *A&A* **376**, 441  
— *Proper motions of open clusters within 1 kpc based on the TYCHO2 Catalogue*
- [2001] VAN DOKKUM, P. 2001, *PASP* **113**, 1420  
— *Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection*
- [2001] DURGAPAL, A. K., PANDEY, A. K., MOHAN, V. 2001, *A&A* **372**, 71  
— *Multicolour CCD photometry of old open clusters : King 5 and Be 20*
- [2001] DURGAPAL, A. K., PANDEY, A. K. 2001, *A&A* **375**, 840  
— *Structure and mass function of five intermediate/old open clusters*
- [1983] ELMEGREEN, B. G. 1983, *MNRAS* **203**, 1011  
— *Quiescent formation of bound galactic clusters*
- [1996] FAN, X., BURSTEIN, D., CHEN, J.-S., ZHU, J., JIANG, Z., WU, H., YAN, H., ZHENG, Z., ZHOU, X., FANG, L.-Z., CHEN, F., DENG, Z., CHU, Y., HESTER, J. J., WINDHORST, A., LI, Y., LU, P., SUN, W.-H., CHEN, W.-P., TSAY, W.-S., CHIUH, T.-H., CHOU, C.-K., KO, C., LIN, T., GUO, H., BYUN, Y. 1996, *AJ* **112**, 628  
— *Deep wide-field spectrophotometry of the open cluster M67*
- [1980] FITZGERALD, M. P., MOFFAT, A. F. J. 1980, *PASP* **92**, 489  
— *The Puppis open cluster pair Czernik 29 and Haffner 10*
- [1996] FORBES, D. A., BRODIE, J. P., HUCHRA, J. 1996, *AJ* **112**, 2448  
— *Globular Cluster Luminosity Functions and the Hubble Constant from WFPC2 Imaging : The Dominant Group Elliptical NGC 5846*
- [2000] FORBES, D. A., MASTERS, K. L., MINNITI, D., BARMBY, P. 2000, *A&A* **358**, 471  
— *The elliptical galaxy formerly known as the Local Group : merging the globular cluster systems*
- [1989] FRANCIC, S. 1989, *AJ* **98**, 888 — *Mass functions for eight nearby galactic clusters*
- [1993] FRIEL, E. D., JANES, K. A. 1993, *A&A* **267**, 75  
— *Metallicities and radial velocities of old open clusters*

- [1995] FRIEL, E. D. 1995, *ARA&A* **33**, 381 — *The Old Open Clusters Of The Milky Way*
- [1997] DE LA FUENTE MARCOS, C., DE LA FUENTE MARCOS, R. 1998, *A&A* **326**, L21  
— *Eccentric giant planets in open star clusters*
- [1998] DE LA FUENTE MARCOS, R. 1998, *A&A* **333**, L27  
— *Searching for open cluster remnants*
- [2001] DE LA FUENTE MARCOS, C., DE LA FUENTE MARCOS, R. 2001, *A&A* **371**, 1097  
— *Reshaping the outskirts of planetary systems*
- [1998] GALADI-ENRIQUEZ, D., JORDI, C., TRULLOLS, E. 1998, *A&A* **337**, 125  
— *The overlapping open clusters NGC 1750 and NGC 1758*  
*III. Cluster-field segregation and clusters physical parameters*
- [1996] GALÁZ, G., RUIZ, M. T., THOMPSON, I., ROTH, M. 1996, *A&AS* **119**, 413  
— *NGC 2477 : Photometry and luminosity function*
- [1997] GILLILAND, R. L. 1997, *ApJ* **435**, L63  
— *Stellar Photometry including saturated images : results on M67 with WFPC2*
- [1997] GNEDIN, O. Y. 1997, *ApJ* **487**, 663  
— *On the Evolution of the Globular Cluster Luminosity Function : The Differences*
- [1997] GNEDIN, O. Y., OSTRIKER, J. P. 1997, *ApJ* **474**, 223  
— *Destruction of the Galactic Globular Cluster System*
- [1998] GREBEL, E. 1998, XVIII<sup>e</sup> rencontres de Moriond *Dwarf Galaxies and Cosmology*, éd<sup>rs</sup> T. X. Thuan, C. Balkowski, V. Cayatte et J. Tran Thanh Van (Éditions Frontières)  
— *Star Formation Histories of Local Group Dwarf Galaxies*
- [2000] GREBEL, E. 2000, colloque *Massive Stellar Clusters*, *ASP Conf. Ser.* **262**  
— *Star Clusters in Local Group Galaxies – Impact of Environment on Their Evolution and Survival*
- [1995] GRILLMAIR, C. J., FREEMAN, K. C., IRWIN, M., QUINN, P. J. 1995, *AJ* **109**, 2553  
— *Globular Clusters with Tidal Tails : Deep Two-Color Star Counts*
- [2001] GRILLMAIR, C. J., SMITH, G. H. 2001, *astro-ph/0110411*  
— *The Main Sequence Luminosity Function of Palomar 5 from HST*
- [1979] HARRIS, W. E., RACINE, R. 1979, *ARA&A* **17**, 241 — *Globular clusters in galaxies*
- [1996] HARRIS, W. E. 1996, *AJ* **112**, 1487 — *Globular Clusters in the Milky Way*
- [1998] HARRIS, G. L. H., POOLE, G. B., HARRIS, W. E. 1998, *AJ* **116**, 2866  
— *A Color-Magnitude Diagram for a Globular Cluster in the Elliptical Galaxy NGC 5128*
- [2000] HARRIS, W. E. 2000 — *Globular Cluster Systems*, Springer-Verlag
- [1972] HARTWICK, F. D. A., HESSER, J. E., MCCLURE, R. D. 1972, *ApJ* **174**, 557  
— *A photometric study of the open cluster NGC 2477*
- [2000] HELD, E. V., SAVIANE, I., MOMANY, Y., CARRARO, G. 2000, *ApJ* **530**, L85  
— *The elusive old population of the dwarf spheroidal galaxy Leo I*
- [1961] HÉNON, M. 1961, *Annales d’Astrophysique* **24**, 369  
— *Sur l’évolution dynamique des amas globulaires*
- [1982] HICKSON, P. 1982, *ApJ* **255**, 382 — *Systematic properties of compact groups of galaxies*
- [2000] HILKER, M., RICHTLER, T. 2000, *A&A* **362**, 895 —  *$\omega$  Centauri - a former nucleus of a dissolved dwarf galaxy ? New evidence from Strömgen photometry*
- [1996] VON HIPPEL, T., GILMORE, G., TANVIR, N., ROBINSON, D., JONES, D. H. P. 1996, *AJ* **112**, 192 — *The Metallicity Dependence of the Stellar Luminosity and Initial Mass Function : HST Observations of Open and Globular Clusters*

- [1996] HO, L.C., FILIPPENKO, A.V. 1996, *ApJ* **466**, L83  
— *Dynamical Evidence for Massive, Young Globular Clusters in NGC 1569*
- [1988a] HODGE, P. 1988, *PASP* **100**, 576  
— *The age distribution and history of formation of Large Magellanic Cloud clusters*
- [1988b] HODGE, P. 1988, *PASP* **100**, 1051  
— *A catalog of 255 new clusters in the Large Magellanic Cloud*
- [2000] HØG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P., WICENEC, A. 2000, *A&A* **355**, L27  
— *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*
- [1999] HOLTZMAN, J. A., GALLAGHER, J. S. III, COLE, A. A., MOULD, J. R., GRILLMAIR, C. J., BALLESTER, G. E., BURROWS, C. J., CLARKE, J. T., CRISP, D. E., ROBIN W., GRIFFITHS, R. E., HESTER, J. J., HOESSEL, J. G., SCOWEN, P. A., STAPELFELDT, K. R., TRAUGER, J. T., WATSON, A. M. 1999, *AJ* **118**, 2262 — *Observations and Implications of the Star Formation History of the Large Magellanic Cloud*
- [1998] ISRAEL, F. P. 1998, *ARA&A* **8**, 237 — *Centaurus A - NGC 5128*
- [2000] JABLONKA, P., COURBIN, F., MEYLAN, G., SARAJEDINI, A., BRIDGES, T. J., MAGAIN, P. 2000, *A&A* **359**, 131  
— *Resolved stellar populations of super-metal-rich star clusters in the bulge of M 31*
- [1982] JANES, K. A., ADLER, D. 1982, *ApJS* **49**, 425 — *Open clusters and galactic structure*
- [1988] JANES, K. A., TILLEY, C., LYNGÅ, G. 1988, *AJ* **95**, 771  
— *Properties of the open cluster system*
- [1994] JANES, K. A., PHELPS, R. L. 1994, *AJ* **108**, 1773  
— *The galactic system of old star clusters : The development of the galactic disk*
- [2001] JEFFRIES, R. D., THURSTON, M. R., HAMBLY, N. C. 2001, *A&A* **375**, 863  
— *Photometry and membership for low mass stars in the young open cluster NGC 2516*
- [2001] JERJEN, H., REJKUBA, M. 2001, *A&A* **371**, 487  
— *Tip of the red giant branch distance for the Sculptor group dwarf ESO 540-032*
- [2001a] KALIRAI, J. S., RICHER, H., FAHLMAN, G., CUILLANDRE, J.-C., VENTURA, P., D'ANTONA, F., BERTIN, E., MARCONI, G., DURRELL, P. R. 2001, *AJ* **122**, 257  
— *The CFHT Open Star Cluster Survey. I. Cluster Selection and Data Reduction*
- [2001b] KALIRAI, J. S., RICHER, H., FAHLMAN, G., CUILLANDRE, J.-C., VENTURA, P., D'ANTONA, F., BERTIN, E., MARCONI, G., DURRELL, P. R. 2001, *AJ* **122**, 266  
— *The CFHT Open Star Cluster Survey. II. Deep CCD Photometry of the Old Open Star Cluster NGC 6819*
- [2001] KALTICHEVA, N., GREDEL, R., FABRICIUS, C. 2001, *A&A* **372**, 95  
— *The association surrounding NGC 2439*
- [1990] KALUZNY, J. 1990, *MNRAS* **243**, 492  
— *CCD BV photometry of the old open cluster NGC 6791*
- [2001] KARACHENTSEV, I. D., SHARINA, M. E., DOLPHIN, A. E., GEISLER, D., GREBEL, E. K., GUHATHAKURTA, P., HODGE, P. W., KARACHENTSEVA, V. E., SARAJEDINI, A., SEITZER, P. 2001, *A&A* **379**, 407 — *A new galaxy near the Local Group in Draco*
- [1997] KASSIS, M., JANES, K. A., FRIEL, E. D., PHELPS, R. L. 1997, *AJ* **113**, 1723  
— *Deep CCD Photometry of Old Open Clusters*
- [2001] KELLER, S. C., GREBEL, E., MILLER, GRANT, J., YOSS, K. 2001, *AJ* **122**, 248  
— *UBVI and H $\alpha$  Photometry of the h and  $\chi$  Persei Cluster*

- [2000] KNÖDLSIEDER, J. 2000, *A&A* **360**, 539  
— *Cygnus OB2 - a young globular cluster in the Milky Way*
- [1980] KRON, R. G. 1980, *ApJS* **43**, 305 — *Photometry of a complete sample of faint galaxies*
- [2001] KROUPA, P. 2001, astro-ph/0111175  
— *Thickening of galactic disks through clustered star formation*
- [1984] LADA, C. J., MARGULIS, M., DEARBORN, D. 1984, *ApJ* **285**, 131  
— *The formation and early dynamical evolution of bound stellar systems*
- [1984] LADA, C. J., WILKING, B. A. 1984, *ApJ* **287**, 610 — *The nature of the embedded population in the Rho Ophiuchi dark cloud – Mid-infrared observations*
- [1992] LANDOLT, A. U. 1992, *AJ* **104**, 340 — *UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator*
- [1998] LAUER, T. R., FABER, S. M., AJHAR, E. A., GRILLMAIR, C. J., SCOWEN, P. A. 1998, *AJ* **116**, 2263 — M32 +/- 1 (sic !)
- [1995] LEE, S., SCHRAMM, D. N., GRANT, J. M. 1995, *ApJ* **449**, 616  
— *A Merger Model and Globular Cluster Formation*
- [1996] LÉON, S., COMBES, F. 1996, *A&A* **309**, 123  
— *Search for CO emission in globular clusters*
- [1997] LÉON, S., COMBES, F., LEEUWIN, F. 1998, 23<sup>e</sup> assemblée IAU  
— *Disk-shocking on globular clusters (NGC 5139)*
- [1998] LÉON, S. 1998, Thèse de doctorat, Observatoire de Paris — *Effets de l'environnement sur des systèmes stellaires Galactiques et extragalactiques : une étude numérique et observationnelle des conséquences dynamiques et du contenu moléculaire*
- [2000] LÉON, S., MEYLAN, G., COMBES, F. 2000, *A&A* **359**, 907 — *Tidal tails around 20 Galactic globular clusters. Observational evidence for gravitational disk/bulge shocking*
- [1988] LEONARD, P. J. T. 1988, *AJ* **95**, 108 — *Star counts in the open cluster NGC 2420*
- [1992] LIN, D. N. C., RICHER, H. B. 1992, *ApJ* **388**, L57  
— *Young globular clusters in the Milky Way Galaxy*
- [1979] LOHMANN, W. 1979, *Ap&SS* **66**, 103 — *The open star clusters M36, M38, NGC 2477*
- [1982] LYNGÅ, G. 1982, *A&A* **109**, 213 — *Open clusters in our Galaxy*
- [1987] LYNGÅ, G. 1987 — *Lund Catalogue of Open Clusters* (5<sup>e</sup> édition), CDS Strasbourg
- [1994] MACMINN, D., PHELPS, R. L., JANES, K. A., FRIEL, E. D. 1994, *AJ* **107**, 1806  
— *Berkeley 20 : an unusual old open cluster*
- [1977] MCNAMARA, B. J., SANDERS, W. L. 1977, *A&A* **54**, 569  
— *The internal motions of M11*
- [2001] MAGRINI, L., PERINOTTO, M., CORRADI, R. L. M., MAMPASO, A. 2001, *A&A* **379**, 90 — *New candidate planetary nebulae in M 81*
- [1999] MAJEWSKI, S. R., PATTERSON, R. J., DINESCU, D. I., JOHNSON, W. Y., OSTHEIMER, J. C., KUNKEL, W. E., PALMA, C. 1999, astro-ph/9910278  
— *Omega Centauri : Nucleus of a Milky Way Dwarf Spheroidal ?*
- [1995] MALLIK, D. C., SAGAR, R., PATI, A. K. 1995, *A&AS* **114**, 537  
— *A deep BVI photometric study of the open cluster NGC 2453*
- [1986] MAMON, G. 1986, *ApJ* **307**, 426 — *Are compact groups of galaxies physically dense ?*
- [1997] MARCONI, G., HAMILTON, D., TOSI, M., BRAGAGLIA, A. 1997, *MNRAS* **291**, 763  
— *Old open clusters – UBGVRI photometry of NGC 2506*

- [1995] MASSEY, P. J., KELSEY, E., DEGIOIA-EASTWOOD, K. 1995, *ApJ* **454**, 151  
— *The Initial Mass Function and Massive Star Evolution in the OB Associations of the Northern Milky Way*
- [1983] MATHIEU, R. D. 1983, *ApJ* **267**, 97  
— *Dynamical constraints on star formation efficiency*
- [1984] MATHIEU, R. D. 1984, *ApJ* **284**, 643  
— *The structure and dynamics of the open cluster M11*
- [1988] MATHIEU, R. D., LATHAM, D. W. 1986, *AJ* **92**, 1364 — *The spatial distribution of spectroscopic binaries and blue stragglers in the open cluster M67*
- [1995] MERMILLIOD, J.-C. 1995, *Information & On-Line Data in Astronomy*, Albrecht & Egret éd.<sup>s</sup> (Kluwer Acad. Press), 127 — *The Database for Galactic Open Clusters (BDA)*
- [1995] MEYLAN, G., MAYOR, M., DUQUENNOY, A., DUBATH, P. 1995, *A&A* **303**, 761  
— *Central velocity dispersion in the globular cluster  $\omega$  Centauri*
- [1997] MEYLAN, G., HEGGIE, D. C. *ARA&A* **8**, 1 — *Internal dynamics of globular clusters*
- [2001] MEYLAN, G., SARAJEDINI, A., JABLONKA, P., DJORGOVSKI, S. G., BRIDGES, T., RICH, R. M. 2001, *AJ* **122**, 830  
— *Mayall II=G1 in M31 : Giant Globular Cluster or Core of a Dwarf Elliptical Galaxy ?*
- [1979] MILLER, G., SCALO, J. 1979, *ApJS* **41**, 513  
— *The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood*
- [2001] MOITINHO, A. 2001, *A&A* **370**, 436  
— *Open clusters in the third galactic quadrant. I. Photometry*
- [2001] MOITINHO, A., ALVES, J., HUÉLAMO, N., LADA, C. 2001, *ApJ* **563**, L73  
— *NGC 2362 : a Template for Early Stellar Evolution*
- [2001] MOMANY, Y., VANDAME, B., ZAGGIA, S., MIGNANI, R. P., DA COSTA, L., GROENEWEGEN, M. A. T., HATZIMINAOGLOU, E., MADEJSKY, R., RITÉ, C., SCHRIMER, M., SLIJKHUIS, R. 2001, *A&A* **379**, 436  
— *ESO imaging survey. Pre-FLAMES survey : Observations of selected stellar fields*
- [1998] MONET, D. B. A., CANZIAN, B., DAHN, C., GUETTER, H., HARRIS, H., HENDEN, A., LEVINE, S., LUGINBUHL, C., MONET, A. K. B., RHODES, A., RIEPE, B., SELL, S., STONE, R., VRBA, F., WALKER, R. 1998, *USNO-A2.0 Catalogue*, CDS Strasbourg
- [1993] MONTGOMERY, K. A., MARSCHALL, L. A., JANES, K. A. 1993, *AJ* **106**, 181  
— *CCD photometry of the old open cluster M67*
- [1998] MULCHAEY, J. S., ZABLUDOFF, A. I. 1998, *ApJ* **496**, 73  
— *The Properties of Poor Groups of Galaxies. II. X-Ray and Optical Comparisons*
- [2001] NAKAYA, H., WATANABE, M., ANDO, M., NAGATA, T., SATO, S. 2001, *AJ* **122**, 876 — *A Highly Reddened Star Cluster Embedded in the Galactic Plane*
- [1997] NORDSTRÖM, B., ANDERSEN, J., ANDERSEN, M. I. 1997, *A&A* **322**, 460  
— *Critical tests of stellar evolution in open clusters. II. Membership, duplicity, and stellar and dynamical evolution in NGC 3680*
- [1998] ODENKIRCHEN, M., SOUBIRAN, C., COLIN, J. 1998, *NewA* **3**, 583  
— *The Coma Berenices star cluster and its moving group*
- [2001] ODENKIRCHEN, M., GREBEL, E. K., ROCKOSI, C. M., DEHNEN, W., IBATA, R., HANS, W., STOLTE, A., WOLF, C., ANDERSON, J. E. JR., BAHCALL, N. A., BRINKMANN, J., CSABAI, I., HENNESSY, G., HINDSLEY, R. B., IVEZIC, Z., LUPTON, R. H., MUNN, J. A., PIER, J. R., STOUGHTON, C., YORK, D. G. 2001, *ApJ* **548**, L165  
— *Detection of Massive Tidal Tails around the Globular Cluster Palomar 5 with Sloan Digital Sky Survey Commissioning Data*

- [2000] PANCINO, E., FERRARO, R., BELLAZZINI, M., PIOTTO, G., ZOCCALI, M. 2000, *ApJ* **534**, 83 — *Evidence for the Complex Structure of the Red Giant Branch in  $\omega$  Cen*
- [1987] PANDEY, A. K., MAHRA, H. S. 1987, *MNRAS* **226**, 635  
— *Interstellar extinction and Galactic structure*
- [1990a] PANDEY, A. K., PALIWAL, D. C., MAHRA, H. S. 1990a, *ApJ* **362**, 165  
— *Star formation efficiency in clouds of various masses*
- [1990b] PANDEY, A. K., MAHRA, H. S., SAGAR, R. 1990b, *AJ* **99**, 617  
— *The Young Open Star Clusters : Stability and Structure*
- [2001] PANDEY, A. K., NILAKSHI OGURA, K., SAGAR, R., TARUSAWA, K. 2001, *A&A* **374**, 504 — *NGC 7654 : An interesting cluster to study star formation history*
- [2001] PAVANI, D. B., BICA, E., DUTRA, C. M., DOTTORI, H., SANTIAGO, B. X., CARRANZA, G., DIAZ, R. J. 2001, *A&A* **374**, 554  
— *Open clusters or their remnants : B and V photometry of NGC 1901 and NGC 1252*
- [1991] PERRY, C. L., HILL, G., CHRISTODOULOU, D. M. 1991, *A&AS* **90**, 195  
— *A study of SCO OB1 and NGC 6231. II - A new analysis*
- [1998] PERRYMAN, M. A. C., BROWN, A. G. A., LEBRETON, Y., GÓMEZ, A., TURON, C., CAYREL DE STROBEL, G., MERMILLIOD, J.-C., ROBICHON, N., KOVALEVSKY, J., CRIFO, F. 1998, *A&A* **331**, 81 — *The Hyades : distance, structure, dynamics, and age*
- [1997] PHELPS, R. L. 1997, *ApJ* **483**, 826 — *Berkeley 17 : The Oldest Open Cluster ?*
- [1995] PIATTI, A. E., CLARÍA, J. J., ABADI, M. G. 1995, *AJ* **110**, 2813 — *Chemical Evolution of the Galactic Disk : Evidence for a Gradient Perpendicular to the Galactic Plane*
- [1999] PIERSIMONI, A. M., BONO, G., CASTELLANI, M., MARCONI, G., CASSISI, S., BUONANNO, R., NONINO, M. 1999, *A&A* **352**, L63  
— *A new investigation on the Antlia Dwarf Galaxy*
- [2000] PIETRZYNSKI, G., UDALSKI, A. 2000, *AcA* **50**, 337 — *The Optical Gravitational Lensing Experiment. Ages of about 600 Star Clusters from the LMC*
- [2001] PIMBBLET, K. A., SMAIL, I. E., ALASTAIR C., COUCH, W. J., O'HELY, E., ZABLUDOFF, A. I. 2001, *MNRAS* **327**, 588 — *The Las Campanas/AAT rich cluster survey I. Precision and reliability of the photometric catalogue*
- [1998] PLANA, H., MENDES DE OLIVEIRA, C., AMRAM, P., BOULESTEIX, J. 1998, *AJ* **2123**  
— *The Kinematics of the Warm Gas in the Interacting Hickson Compact Group of Galaxies HCG 90*
- [2001] PLATAIS, I., KOZHURINA-PLATAIS, V., BARNES, S., GIRARD, T. M., DEMARQUE, P., VAN ALTENA, W. F., DELIYANNIS, C. P., HORCH, E. 2001, *AJ* **122**, 1486  
— *WIYN Open Cluster Study. VII. NGC 2451A and the Hipparcos Distance Scale*
- [1994] PONMAN, T. J., ALLAN, D. J., JONES, L. R., MERRIFIELD, M., MCHARDY, I. M., LEHTO, H. J., LUPPINO, G. A. 1994, *Nature* **369**, 462 — *A Possible Fossil Galaxy Group*
- [1996] PONMAN, T. J., BOURNER, P. D., EBELING, H., BÖRINGER, H. 1996, *MNRAS* **283**, 690 — *A ROSAT survey of Hickson's compact galaxy groups*
- [1998] POSTMAN, M., BUCCIARELLI, B., STURCH, C., BORGMAN, T., CASALEGNO, R., DOGGETT, J., COSTA, E. 1998, 179<sup>e</sup> conf. IAU New horizons from multi-wavelengths sky surveys, p. 379 — *GSPC-II : A Catalog of Photometric Calibrators for the 2nd Generation Guide Star Catalog*
- [2001] REJKUBA, M. 2001, *A&A* **369**, 812 — *Deep VLT search for globular clusters in NGC 5128 : Color-magnitude diagrams and globular cluster luminosity function*

- [2001] REJKUBA, M., MINNITI, D., SILVA, D. R., BEDDING, T. R. 2001, *A&A* **379**, 781  
— *Stellar populations in NGC 5128 with the VLT : Evidence for recent star formation*
- [2001] REY, S. C., JOO, J. M., SOHN, Y. J., REE, C. H., LEE, Y. W., WALKER, A. 2001, astro-ph/0110687  
— *Wide-field High-precision CCD Photometry of omega Centauri and Its RR Lyrae Stars*
- [1998] RIBEIRO, A. L. B., DE CARVALHO, R. R., CAPELATO, H. V., ZEPF, S. E. 1998, *ApJ* **497**, 72 — *Structural and dynamical analysis of the Hickson compact groups*
- [1999] ROBICHON, N., ARENOU, F., MERMILLIOD, J.-C., TURON, C. 1999, *A&A* **345**, 471  
— *Open clusters with Hipparcos. I. Mean astrometric parameters*
- [1977] ROSE, J. A. 1977, *ApJ* **211**, 311 — *A survey of compact groups of galaxies*
- [1993] RÖSER, S., BASTIAN, U. 1993, *Bull. CDS* **42**, 11  
— *The Final PPM Star Catalogue for Both Hemispheres*
- [1989] SAGAR, R., BHATT, H. C. 1989, *MNRAS* **236**, 865  
— *Internal kinematics of open clusters*
- [1995] SAGAR, R., CANNON, R. 1995, *A&AS* **111**, 75 — *A deep UBVRI CCD photometric study of the moderately young southern open star cluster NGC 4755*
- [1997] SAGAR, R., CANNON, R. D. 1997, *A&AS* **122**, 9 — *Multicolour deep CCD photometric study of the moderately young southern open star clusters NGC 3228, NGC 4103, NGC 5662 and NGC 6087*
- [1997] SAIYADPOUR, A., DEISS, B. M., KEGEL, W. H. 1997, *A&A* **322**, 756  
— *The effect of dynamical friction on a young stellar cluster prior to the gas removal*
- [1999] SARAJEDINI, A., VON HIPPEL, T., KOZHURINA-PLATAIS, V., DEMARQUE, P. 1999, *AJ* **118**, 2894 — *WIYN Open Cluster Study. II. UBVRI CCD Photometry of the Open Cluster NGC 188*
- [2001] SARAJEDINI, A., GREBEL, E. K., DOLPHIN, A. E., SEITZER, P., GEISLER, D., GUTHATHAKURTA, P., HODGE, P. W., KARACHENTSEV, I. D., KARACHENTSEVA, V. E., SHARINA, M. E. 2001, astro-ph/0111365  
— *The Stellar Populations of the Cetus Dwarf Spheroidal Galaxy*
- [1993] SAURER, W., SEEBERGER, R., WEINBERGER, R., ZIENER, R. 1993, *AJ* **107**, 2101  
— *Berkeley 93 : A distant star cluster nestled in a dust cloud*
- [1998] SAVIANE, I., PIOTTO, G., FAGOTTO, F., ZAGGIA, S., CAPACCIOLI, M., APARICIO, A. 1998, *A&A* **333**, 479  
— *The galactic globular cluster NGC 1851 : its dynamical and evolutionary properties*
- [1993] SCHECHTER, P. L., MATEO, M., SAHA, A. 1993, *PASP* **105**, 1342  
— *DOPHOT, a CCD photometry program : Description and tests*
- [1998] SCHLEGEL, D. J., FINKBEINER, D. P., DAVIS, M. 1998, *ApJ* **500**, 525  
— *Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*
- [1993] SCHOMMER, C. 1993, *ASP. Conf. Ser.* **48**, 458 — *Kinematics of Star Clusters in M33 and Comparisons with the Magellanic Cloud and Milky Way Systems*
- [2001] SCHRODER, L. L., BRODIE, J. P., KISSLER-PATIG, M., HUCHRA, J. P., PHILLIPS, A. C. 2001, astro-ph/0111063 — *Spectroscopy of Globular Clusters in M81*
- [1918] SHAPLEY, H. 1918, *ApJ* **48**, 89 — *Studies based on the colors and magnitudes in stellar clusters. VI. On the determination of the distances of globular clusters*
- [1999] SKULJAN, J. 1999, thèse de l'Université de Canterbury (Nouvelle-Zélande)  
— *A study of moving groups of stars in our Galaxy*

- [2001] SMITH, L. J., GALLAGHER J. S. 2001, *MNRAS* **326**, 1027  
— *M82-F : a doomed super star cluster ?*
- [1958] SPITZER, L. JR. 1958, *ApJ* **127**, 17 — *Distribution of Galactic Clusters*
- [1997] STEFANIK, R. P., CARUSO, J. R., TORRES, G. J., LATHAM, D. W. 1997, *Baltic Astronomy* **6**, 137 — *The membership of Uppgren One*
- [1987] STETSON, P. B. 1987, *PASP* **99**, 191  
— *DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry*
- [1992] STETSON, P. B. 1992, *ASP Conf. Ser. (ADASS I)* **25**, 297 (Worrall, Biemesderfer & Barnes éd<sup>rs</sup>) — *More Experiments with DAOPHOT II and WF/PC Images*
- [2000] STETSON, P. B. 2000, *PASP* **112**, 925 — *Homogeneous Photometry for Star Clusters and Resolved Galaxies. II. Photometric Standards*
- [1992] STROBEL, A., SKABA, W., PROGA, D. 1992, *A&AS* **93**, 271  
— *Estimation of the ages and distances of open clusters from the POSS*
- [1995] SUBRAMANIAM, A., GORTI, U., SAGAR, R., BHATT, H. C. 1995, *A&A* **302**, 86  
— *Probable binary open star clusters in the Galaxy.*
- [1989] SUGIMOTO, D., MAKINO, J. 1989, *PASJ* **41**, 1117  
— *Synchronization instability and merging of binary globular clusters*
- [1991] SURDIN, V. G. 1991, *Ap&SS* **183**, 129 — *Double globular clusters in the Galaxy ?*
- [1999] TAMMANN, G. A., SANDAGE, A. 1999, astro-ph/9903005  
— *The Luminosity Function of Globular Clusters as an Extragalactic Distance Indicator*
- [1995] TAVAREZ, M., FRIEL, D. 1995, *AJ* **110**, 223  
— *Lynga 7 : Old Open Cluster or Globular Cluster ?*
- [1987] TERLEVICH, E. 1987, *MNRAS* **224**, 193 — *Evolution of N-body open clusters*
- [1992a] THEUNS, T. 1992, *A&A* **259**, 493 — *Hydrodynamics of encounters between star clusters and molecular clouds. I - Code validation and preliminary results*
- [1992b] THEUNS, T. 1992, *A&A* **259**, 503 — *Hydrodynamics of encounters between star clusters and molecular clouds Part Two - Limits on cluster lifetimes*
- [1998] TOSI, M., PULONE, L., MARCONI, G., BRAGAGLIA, A. 1998, *MNRAS* **199**, 834  
— *Old open clusters : the interesting case of Berkeley 21*
- [2000] TOVMASSIAN, H. M., CHAVUSHYAN, V. H. 2000, *AJ* **119**, 1687  
— *Compact groups : local groups ?*
- [1995] TRAGER, S. C., KING, I. R., DJORGOVSKI, S. 1995, *AJ* **109**, 218  
— *Catalogue of galactic globular cluster surface-brightness profiles*
- [1998] URBAN, S. E., CORBIN, T. E., WYCOFF, G. L. 1998, *AJ* **115**, 2161  
— *The ACT reference catalogue*
- [1996] VALLENARI, A., CHIOSI, C., BERTELLI, G., ORTOLANI, S. 1996, *A&A* **309**, 358  
— *Star formation in the Large Magellanic Cloud. II. Evidence for an old intermediate-age burst of stellar activity ?*
- [1998] VALLENARI, A., BETTONI, D., CHIOSI, C. 1998, *A&A* **331**, 506  
— *Clusters in the west side of the bar of the Large Magellanic Cloud : interacting pairs ?*
- [1997] VÁZQUEZ, R. A., BAUME, G., FEINSTEIN, A., PRADO, P. 1997, *A&AS* **124**, 13  
— *UBVRI imaging photometry of the open cluster Cr 272*
- [1997] VESPERINI, E. 1997, *MNRAS* **287**, 915  
— *On the evolution of the Galactic globular cluster system*

- [1998] VESPERINI, E. 1998, *MNRAS* **299**, 1019  
— *Evolution of the mass function of the Galactic globular cluster system*
- [2001] VESPERINI, E. 2001, *MNRAS* **322**, 247 — *Evolution of globular cluster systems in elliptical galaxies - II. Power-law initial mass function*
- [1997] WHITE, G. J., TOTHILL, N. F. H., MATTHEWS, H. E., MCCUTCHEON, W. H., HULTGREN, M., MCCAUGHREAN, M. J. 1997, *A&A* **323**, 529  
— *Intense molecular emission from the Lagoon nebula, M8*
- [1995] WHITMORE, B. C., SCHWEIZER, F. 1995, *AJ* **109**, 960 — *Hubble space telescope observations of young star clusters in NGC 4038/4039, 'the antennae' galaxies*
- [1971] WIELEN, R. 1971, *A&A* **13**, 309  
— *The Age Distribution and Total Lifetimes of Galactic Clusters*
- [1975] WIELEN, R. 1975, dans : *Dynamics of stellar systems*, éd. Hayli (Dordrecht), 119  
— *Dynamics of Star Clusters : Comparison of Theory with Observations and Simulations*
- [1988] WIELEN, R. 1988, *IAU Symp* **126**, 393 — *Dissolution of star clusters in galaxies*
- [1991] WIELEN, R. 1991, dans *ASP Conf. Ser.* **13**, The Formation and Evolution of Star Clusters, K. Janes éd., 343 — *Dissolution of tidally limited star clusters in galaxies by passing giant molecular clouds or other massive objects*
- [1983] WILKING, B. A. LADA, C. J. 1983, *ApJ* **274**, 698 — *The discovery of new embedded sources in the centrally condensed core of the  $\rho$  Oph dark cloud : The formation of a bound cluster*
- [1997] WILLIAMS, J., MCKEE, C. 1997, *ApJ* **476**, 166  
— *The Galactic Distribution of OB Associations in Molecular Clouds*
- [2001] WILLIAMS, B. F., HODGE, P. W. 2001, *ApJ* **559**, 851  
— *Identification and Analysis of Young Star Cluster Candidates in M31*
- [2001] YADAV, R. K. S., SAGAR, R. 2001, *MNRAS* **328**, 370  
— *Non-uniform extinction in young open star clusters*
- [1998] ZABLUDOFF, A. I., MULCHAEY, J. S. 1998, *ApJ* **496**, 39  
— *The Properties of Poor Groups of Galaxies. I. Spectroscopic Survey and Results*
- [1985] ZINN, R. 1985, *ApJ* **293**, 424  
— *The globular cluster system of the galaxy. IV - The halo and disk subsystems*
- [1993] ZINN, R. 1993, *ASP Conf. Ser.* **48**, 38  
— *The Galactic Halo Cluster Systems : Evidence for Accretion*
- [2001] ZUCKERMAN, B., SONG, I., WEBB, R. A. 2001, *ApJ* **559**, 388 — *Tucana association*
- 





**ANNEXE**  
*GUIDE DE RÉDUCTION  
D'IMAGES MOSAÏQUES DE CCDs*

---

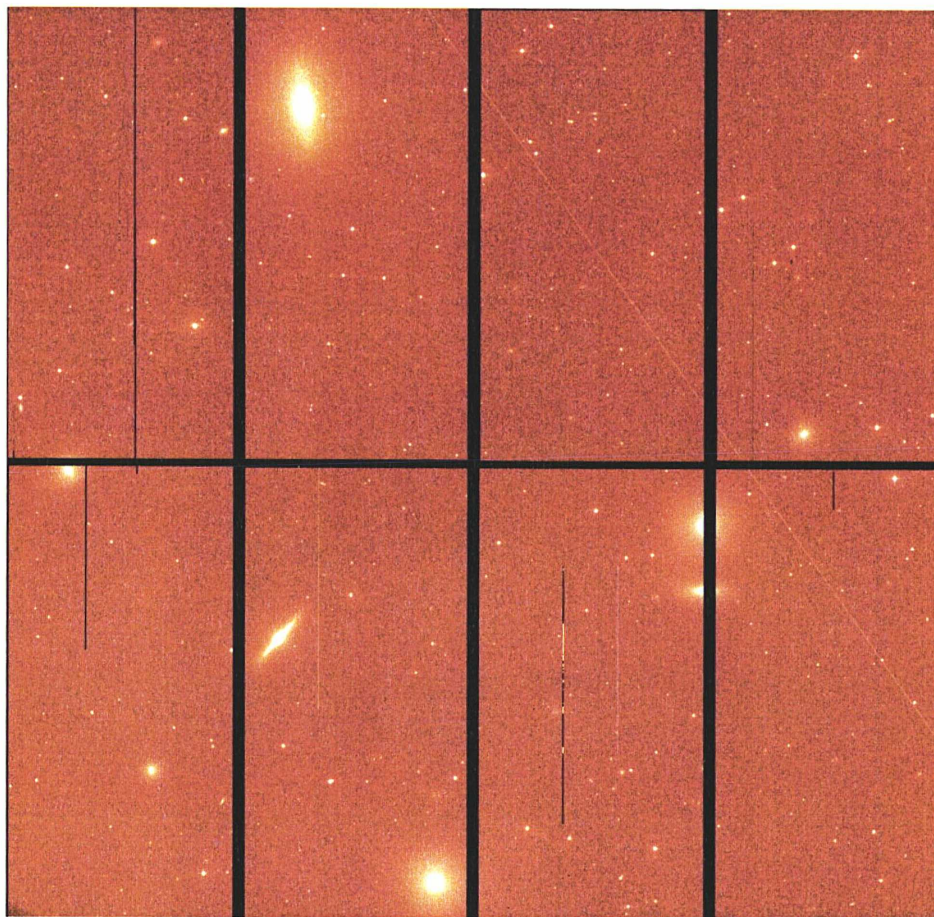
---

# REDUCING CCD MOSAIC IMAGES

— *A Beginner's Cookbook* —

---

---



*Centre d'Analyse des Images (CAI-MAMA / GEPI)*

Gilles BERGOND



October 2001

---

OBSERVATOIRE DE PARIS

---

## Foreword and Acknowledgements

The purpose of this cookbook is to help the beginner reduce optical CCD mosaic images. At the moment, we describe essentially the steps going from the data acquisition at a template instrument — the *Wide Field Imager* at the ESO/MPI 2.2-meter telescope of La Silla (hereafter, *WFI*) — until their final reduction under IRAF<sup>1</sup>, using the dedicated package MSCRED written by F. Valdes. In other words, we consider the removal of the so-called “instrumental signature” followed by a correct stacking of several exposures in order to get clean and deeper images, ready to be analysed by your favorite source extraction software. A generalization to other hard- (e.g., *CFH12k@CFHT*) and software (*Starlink*, IDL...) available tools, as well as more advanced tricks will be added in the future to this *draft* version, with the same wish to help people getting the best of their visitor or service observing run. Please let me know errors: gbergond@eso.org. I apologize in advance for the poor English!

This cookbook is *neither* intended as a reference document, *nor* as a general introduction to the Image Reduction & Analysis Facility for which the Janette Barne’s guide is perfectly suited (<ftp://iraf.noao.edu/pub/beguide.ps.Z>). Previous experience in analysis of “classical” (single) CCD images is a big advantage, see “*A user’s guide to CCD reductions with IRAF*” by Philip Massey, file `ccduser3.ps.Z` at <ftp://iraf.noao.edu/iraf/docs/>. For a complete understanding of mosaics of CCDs, the reader is referred to the resources available on the NOAO/IRAF *Mosaic* web pages [iraf.noao.edu/projects/ccdmosaic/](http://iraf.noao.edu/projects/ccdmosaic/) like the recent and exhaustive review “*The Reduction of CCD Mosaic Data*” by Frank Valdes. Eventually, you should go directly to the IRAF/MSCRED help pages to obtain official, up-to-date documentation. A general guide is also available by typing `msc> help mscguide`. Otherwise, here is an incomplete list of documentations / web sites you could find useful:

- For MIDAS adepts, the COMBO group has developed an interesting environment for reducing their deep, medium-band *WFI* survey images. Take a look at their well documented pages on [http://www.mpia-hd.mpg.de/COMBO/combo\\_cookbook.html](http://www.mpia-hd.mpg.de/COMBO/combo_cookbook.html);
- J.-C. Cuillandre uses its own software, FLIPS, to remove the instrumental signature of *CFHT* mosaic cameras, see <http://www.cfht.hawaii.edu/~jcc/Flips/flips.html>;
- TERAPIX (IAP data analysis centre for *MEGACAM@CFHT*) <http://terapix.iap.fr>;
- Buell T. Jannuzi and Chris Greer cookbook for the NOAO Deep Wide-Field Survey available at <http://www.noao.edu/noao/noodeep/ReductionOpt/frames.html>;
- *EIS* pages at [http://www.eso.org/science/eis/eis\\_proj/pilot/wfi/](http://www.eso.org/science/eis/eis_proj/pilot/wfi/), with several useful scripts, and the FITS bad pixel masks (BPM) of *WFI*.



I am very indebted to the European Southern Observatory for having funded 2 travels to its Garching headquarters, within the *EIS* team. These visits were supported by the *VISAS* section, with special thanks to Christina Stoffer. I do warmly thank Georges Meylan for his constant help and support. I gratefully acknowledge Mario Nonino for advices and for his *Python* scripts, as part of the *EIS* pipeline. Thanks also to Elena Pancino, Dieter Suchar & Simone Zaggia for their assistance during a first stay at ESO HQ, and to Fernando Camerón and Antonella Vallenari for their interesting suggestions. Finally, we must acknowledge the work of NOAO and in particular Frank Valdes for having made available IRAF/MSCRED.



---

<sup>1</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation

# Contents

<b>1</b>	<b>Introduction</b>	<b>2</b>
1.1	Mosaics of CCDs . . . . .	2
1.2	MEF files and IRAF . . . . .	3
<b>2</b>	<b>Preparations</b>	<b>4</b>
2.1	Collecting ingredients . . . . .	4
2.2	Updating keywords . . . . .	5
2.3	A first inspection . . . . .	6
<b>3</b>	<b>Removing defects</b>	<b>10</b>
3.1	Bad pixels . . . . .	10
3.2	Additive effects . . . . .	11
3.2.1	Bias level . . . . .	11
3.2.2	Dark current . . . . .	14
3.3	Flat-fielding the images . . . . .	15
3.3.1	Simple models . . . . .	16
3.3.2	Super flats . . . . .	18
3.4	Fringe removal . . . . .	21
<b>4</b>	<b>Stacking your images</b>	<b>25</b>
4.1	Astrometric calibration . . . . .	26
4.1.1	World coordinates . . . . .	26
4.1.2	The WCS zero-point . . . . .	28
4.1.3	Registering pointings . . . . .	30
4.2	Projecting the whole mosaic . . . . .	32
4.3	Photometric homogeneization . . . . .	34
4.3.1	Matching intensity levels . . . . .	34
4.3.2	Remaining sky gradients . . . . .	36
4.4	Coadding individual exposures . . . . .	36
<b>5</b>	<b>Recapitulation of reduction steps</b>	<b>39</b>
5.1	The instrumental signature . . . . .	39
5.2	Astrometry and stacking . . . . .	40
<b>6</b>	<b>Beyond the reduction...</b>	<b>41</b>
6.1	Photometric standards . . . . .	41
6.2	PSF photometry with mosaics . . . . .	43

---

The examples are shown in `\tt` with the ESOWFI prompt. They are only informal. Depending on the version of MSCRED you use, parameters of several tasks may differ. Many URLs are indicated for the interested reader, along with a short bibliography. Main steps are summarized in chapter 5, and *very* preliminary, not checked remarks are given in chapter 6.

---

# Chapter 1

## Introduction

### 1.1 Mosaics of CCDs

Nowadays, observers have access to several 2–4 meter-class telescopes equipped with wide-field imagers made of an “array” of Charge Coupled Devices (CCDs). The *Suprime* camera recently installed on the 8-meter *Subaru* uses ten chips of  $2048 \times 4096$  pixels to cover a  $34' \times 27'$  field of view. Indeed, because of manufacturing limitations, the largest monolithic CCDs have dimensions  $< 10$  cm, in practice  $4k \times 4k$  for  $10\text{--}20 \mu\text{m}$  pixels: with typical scales at the focal plane of medium-sized telescopes (of the order of  $15''$  per mm), this limitation in size would render impossible the realization of wide-field observations with single detectors. Engineers have solved the constraint by *mosaicing* CCDs to fill in the  $\lesssim 1^\circ$  unvignetted field of view (FoV with prime focus corrector) of most telescopes of this class. Available three-edge buttable CCDs allow to build “even” arrays made of  $2 \times N$  chips.

Examples of such optical cameras are *Mosaic* at NOAO, *Wide Field Imager (WFI)* at 2.2 ESO/MPI, *CFH12k@CFHT*, *WFC@INT*... Most of them are made of 8 to a dozen  $2k \times 4k$  CCDs, with a classical pixel size of  $15 \mu\text{m}$  giving a  $\approx \frac{1}{4}^\circ$  field of view. But soon, big mosaic detectors made of 30–40 CCDs will be commissioned: these giant cameras will reach the one square-degree FoV. Examples of two super-mosaics are  *$\Omega$ CAM* on the future *VLT Survey Telescope* (ESO Paranal), and *MEGACAM*, to be installed at the prime focus of *CFHT*. Several mosaic projects in the infrared are also under development, e.g. *VISTA* or *WIRCAM*. Surveys like *SLOAN* will be extended to all-sky coverage with future ultra-wide arrays

We speak about mosaic detectors because CCDs are not perfectly buttable, hence small physical inter-chip gaps occur. They are of the order of a hundred or less of pixels in  $X$  and  $Y$  for recent cameras, giving a filling factor higher than 95%. Despite these values, insensitive areas disturb subsequent photometric analyses: see figure on cover showing a field in *Fornax* (*WFI* single  $V$  exposure of 550 s) where several galaxies unfortunately fall on gaps!

As a consequence, even if many mosaics have narrow inter-chip interstices, it is advised in particular for imagery purposes to “cover up” the gaps using a *dithering* sequence, that is a field is observed several times, applying a small offset between each exposure. The best is to avoid pointings at the same right ascensions and declinations. See FIG. 1 or the “*WFI Observers’ Cookbook*”, pp. 8–9 for recommended dithering patterns for *WFI*, but take care that correct values for gaps between chips are around  $25''$  in  $\alpha$  and  $15''$  in  $\delta$ ... For other examples of complex dithering sequences, take a look at the on-line *CFH12k* guide on [http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/CFH12K/cfh12k\\_help.html#9](http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/CFH12K/cfh12k_help.html#9).

Nonetheless, two constraints must be kept in mind when using dithering patterns: first, each shift in  $\alpha$  produces a tiny field *rotation*; this effect is noticeable only for high declination targets, hence you should adopt smaller  $\alpha$  jumps (even if it entails to not fully recover the vertical gaps) to avoid perceptible field rotation near the celestial poles, that will render difficult horizontal stacking of exposures in the last stages of reduction. Secondly, both  $\alpha$  and  $\delta$  offsets should not be too wide, otherwise residual optical *distortion* of the field flattener may also preclude an exact coaddition (see for instance *LFC* at the Palomar 5-m).

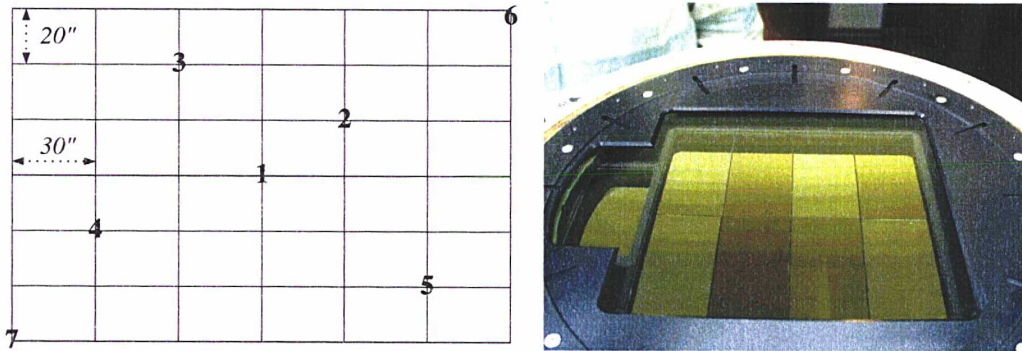


FIG. 1 – *Left*: a possible 7-position dithering pattern usable for gaps in  $(\alpha, \delta) \lesssim (30'', 20'')$ , e.g. for *WFI*. Three offsetted exposures are required to fill in all gaps, but five are a minimum to have, at least, three values per pixel and use an efficient rejection algorithm to get rid of all cosmics and cosmetics. *Right*: a view of the 8+1 CCDs (with the tracker chip, to the East) of *WFI* [photo © ESO–ODT].

## 1.2 MEF files and IRAF

Nearly all mosaic images are stored as *Multi-Extension FITS* format files — hereafter MEF. This “super format” uses the features of the classical single NOST/FITS standard, each CCD amplifier within the mosaic being written with the normal FITS structure i.e., header plus data, but all these extensions are often “encapsulated” by the specification of a global or *primary* header, which only contains several fundamental keywords — that will be inherited by the header of each extension — describing general properties of the whole image.

$$\boxed{\text{EXT}_0^o \equiv \text{hdr}_0} + \boxed{\text{EXT}_1^o \equiv \text{hdr}_1 + \text{img}_1} + \boxed{\dots} + \boxed{\text{EXT}_N^o \equiv \text{hdr}_N + \text{img}_N}$$

FIG. 2 – “All-in-one” structure of a Multi-Extension Flexible Image Transport System file.

To reduce optical images and spectra, several data reduction tools are available to the astronomical community, going from each dedicated local software in a given observatory to more worldwide distributed systems. Among them, IRAF developed at NOAO is certainly one of the most used and robust software. Moreover, it offers many functions called *tasks* in the dedicated package MSCRED especially written to manage MEF mosaic CCD images.

As an example, we decide to describe essentially in this document the case of reduction of ESO *Wide Field Imager* data using IRAF/MSCRED. *WFI* is a camera, including a field corrector, made of eight 2k×4k EEV44–82 CCDs used at the La Silla 2.2m telescope cassegrain focus (see <http://www.la.silla.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/E2p2M> for details). As a matter of fact, H. Jones (ESO) & F. Valdes (NOAO) have extended MSCRED with the package ESOWFI, used to update the *WFI* headers so that every *WFI* image is easily reduced. Both packages have to be installed as external (consult the local IRAF guru if you don’t have access to the /iraf root directory, or simply specify MSCRED and ESOWFI as added packages in your `login.c1/loginuser.c1` home files) and sources are available at:  
 ▷ for the last version of MSCRED <ftp://ftp.noao.edu/iraf/iraf/extern/mscredV4.5/>  
 ▷ for the version 1.3 of ESOWFI <ftp://ftp.noao.edu/iraf/iraf/extern/esowfi.tar.Z>

Yet, procedures indicated in this cookbook are in most cases nearly immediately extensible to other instruments, after some preparation of the data (see next chapter) for non-NOAO mosaic cameras, e.g. *CFH12k* images which should have their keywords updated with the CFH12K package (get it <ftp://ftp.noao.edu/iraf/iraf/extern/cfh12k.tar.Z>). Refer to <http://iraf.noao.edu/projects/mosaic/generic/generic.html> for the general case. Note that today, several reduction *pipelines* are used for an automated treatment of CCD mosaic images, e.g. the ESO Imaging Survey (*EIS*) pipeline developed by Nonino et al., or *WFS* at INT (<http://www.ast.cam.ac.uk/~mike/casu/WFCsur/pipeline.html>). However, we do think interesting to dissect the reduction of mosaic data step by step: after that we hope the reader should better understand what happens within “black box” pipelines.

# Chapter 2

## Preparations

### 2.1 Collecting ingredients

The first thing to write in a cookbook being the list of ingredients, in all the following, we'll suppose you have access to (at least most of) these items for efficiently reducing *WFI* data:

- A workstation with decent memory, a 20" screen to view big images, a DLT 7000 tape device, and above all an *important* disk space: below 30 GB, it's quite uncomfortable to work on mosaic data obtained during only one night. 100 GB or more would be ideal;
- IRAF installed (try `mkiraf...`) with the external packages MSCRED and ESOWFI, of course. Actually, many tasks within recent versions of MSCRED can be used on single FITS images instead of CCDRED functions, upon which many MSCRED tasks are based;
- X windows tools like an `xgterm`, from which you run IRAF, and an image viewer: the oldie but goodie SAOimage, Ximtool or, better, the last-born DS9; all these are IRAF-compatible displays (using the *IIS* protocol) i.e. can interact with `xgterm` commands;

Other non-mandatory but very useful tools to add salt & pepper to the raw recipe above are:

- Skycat, developed at ESO (<http://www.eso.org/skycat/>), which is ideal for a quick and easy inspection of MEFs. It uses relatively few resources by comparison with other display tools, and the last versions allow useful panoramas of all a mosaic file;
- The Gaia display, based on Skycat, but which adds very powerful astrometric and photometric tools. Current release (2.5-3) is compatible with MEF images. Binaries available at the *Starlink Software Store* <http://star-www.rl.ac.uk/>, but take a look also at the Gaia home page <http://star-www.dur.ac.uk/~pdraper/gaia/gaia.html>

Having all ingredients and spices, we can start the job. Let's look at changes in the size of FITS files, from raw data coming from the telescope (16-bit unsigned short), up to their final reduction and combination, to have an idea of the disk space you're going to waste...

Raw images (read from the DLT tapes)	141,546,240 octets
By trimming the 32-bit converted images	268,125,120 octets
After projection of MEFs into single images	280,189,440 octets
Typical stacking of 5 exp $[(\alpha, \delta) \approx 30''$ offsets]	300 MB and more

TAB. 1 – Evolution of the size of *WFI* images, from raw data to coadded, deep exposures.

After these truly astronomical values, it is easier to understand the challenge of treating the dozens of such images you take during an observing run: a simple estimate of the mode of values of tens of megapixels (about 70 millions of picture elements for *WFI*, and more than 100 millions for the 12 MIT/LL CCDs of *CFH12k*) requires some CPU resources!

## 2.2 Updating keywords

Before you can run the IRAF reduction procedures on some *WFI* data, you need to add and update many keywords of the original images, those which you have just read from the DLT; look at <http://www.lis.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/E2p2M/WFI/tapes/> for the `rfits_` scripts. Indeed, image files coming directly from *WFI* are not plainly “recognized” by IRAF. Each observatory having its own FITS headers, you have to translate into IRAF terms several important keywords to perform easy — i.e., *automated* reductions.

A few translation files need to be known by MSCRED, e.g. the subset data which allows IRAF to identify and treat images by filter (useful for the flat-field correction), and the `amps` file used to assign correct extension number to each chip. For classical wide-band photometric runs, you can try the following *WFI* subsets file in order to use shorter filter names (the abbreviation will then be automatically appended at the end of output root file name):

File subsets	File amps	(continued)
'U/38' U	amp 'im1' im1	amp 'im8' im8
'U/360' Uw	ccd 'ccd50' ccd50	ccd 'ccd54' ccd54
'B/99' B	amp 'im2' im2	amp 'im7' im7
'V/89' V	ccd 'ccd51' ccd51	ccd 'ccd55' ccd55
'Rc/162' R	amp 'im3' im3	amp 'im6' im6
'Ic/lwp' I	ccd 'ccd52' ccd52	ccd 'ccd56' ccd56
'Z+/60' Z	amp 'im4' im4	amp 'im5' im5
'Z+/61' Z	ccd 'ccd53' ccd53	ccd 'ccd57' ccd57

⊠ During the first months of *WFI* availability (late ESO period 63 and early period 64), the declination value was always written by the Telescope Control System (TCS) as *positive*, whereas many fields observed from La Silla are obviously in the Southern hemisphere! See for instance <http://www.eso.org/science/wfi/> for comments on *WFI* commissioning data, taken in January 1999. So, if you are treating old *WFI* data, first of all check the coordinates of your targets — also take care of the airmass which can be wrong — and, if required, change by hand the sign in the keyword DEC using the task HEDIT. Alternatively, you can use the `oldwfi` script below to correct for  $\delta$  and add a few other useful keywords:

```

procedure oldwfi(img)
string img {"",prompt = "files"}
begin
  string tempo, ima
  int nimages
  tempo = mktemp("tmp$vxhdr")
  nimages = 0
  sections (img,option = "fullname", > tempo)
  nimages = sections.nimages
  if (nimages == 0) {print ("No images to scan !!!")
                    bye}
  else {print ("Images to update: //"nimages)}
      list = tempo
  while (fscan (list,ima) != EOF) {print (ima)
    hedit (ima//"[0]","DEC",'(@"DEC"*-1.0)',add+,ver-,sho-,up+,del-)
    ##### Please check the filter and mean gain & readout noise values
    hedit (ima//"[0]","FILTER",'V',add+,ver-,sho-,up+,del-)
    hedit (ima//"[0]","GAIN",'2.0',add+,ver-,sho-,up+,del-)
    hedit (ima//"[0]","RDNOISE",'4.5',add+,ver-,sho-,up+,del-)}
  delete(tempo,ver-, >& "dev$null")
end

```

So, to prepare old *WFI* files including southern fields, “launch” IRAF from an `xgterm`, and type `cl> task oldwfi=[mypath]/oldwfi.cl`. To run the task, for example on a series (an “at-list”) of images, just try `cl> oldwfi @myimages`. In the same manner, load ESOWFI (hence MSCRED), and `esohdr *` will allow to fully update all past or current *WFI* headers. A second task, `ESOSSETINST`, has been added to ESOWFI version 1.3 to use scripts for setup.

DRAFT

## 2.3 A first inspection

The first thing you surely want to do after having run the ESOHDR task is looking at the images: now that each extension has been correctly “situated” by the script, it is possible to display the whole mosaic roughly as its real position on the sky. If not already specified in your `login(user).cl`, simply type in `set stdimage=imt4096`. It will bin the mosaic by two in the X direction, producing a few aliasing, but it is generally a good compromise for most recent PCs and workstations between a fast but realistic display of large images. You could readily compare two pointings on the same field, using the blink possibilities of DS9:

---

```
es> !ds9 &                es> msdisp rawimg1 1                es> msdisp rawimg2 2
```

---

simply going in the DS9 menu `Frame ▸ Match Frames ▸ Image` (or `WCS` when you will have performed an accurate astrometric calibration using the image WCS see later, §4.1.3).

You ought to try `ccdlist *` to check if image types are correctly listed. If it is not the case, as it should occur for *WFI* data taken prior to November 1999, rerun ESOHDR by `es> esohdr redo+`, answering (with `querytype+`) the prompt, or setting `obstype` to `zero`, `dark`, `flat`, or `object` on separated lists of exposures. To perform measurements on images and getting statistics on a  $30 \times 30$  pixel box, test `mscexam rawimg1 1 ncs=30 nls=30`.

Now, you can see that even if the CCD technology has progressed a lot during the last decade, detectors still present many blemishes, which in addition with other phenomena often contribute to give to raw CCD images a somewhat ugly aspect. First part of the data reduction process is devoted to remove this *instrumental signature*. There are defects intrinsic to the manufacturing of CCDs, which cannot be absolutely perfect, however the best of them (scientific grade) are generally bought by observatories to equip their telescopes. For an interesting overview of the high-quality of *WFI* EEV44-82 devices, go to the ESO Optical Detector Team pages ([eso.org/projects/odt/EEV-report/EEV44-General-perfs.html](http://eso.org/projects/odt/EEV-report/EEV44-General-perfs.html)).

For comparison to other cameras, see for example known problems of the *INT* CCD mosaic camera (*WFC*) at <http://www.ast.cam.ac.uk/~mike/casu/WFCsur/foibles.html>. Taking the case of a *WFI* 3 min *V* exposure (field of the globular cluster NGC 5634, FIG. 3), if we only look at the first chip (CCD #50 nicknamed Edith, but guess for CCD #57 ; ^), we see that the upper part presents several defects (Edith should try some cosmetic surgery!):

- Cold/dead pixels, but almost no important groups or traps (partial bad columns), except an important strip of 10 dead columns which can be masked out (see in §3.1).
- On the other hand, several hot points — some of them will be removed by an optional dark correction, but not critical even in the “warmest” 7th chip —, and hot columns that end up by a strong V-shaped graze and which are more sensitive to the thermal noise (this can also be partially corrected by the master dark, see later in section 3.2.2).
- A  $1k \times \frac{1}{2}k$  net of slightly hotter/colder columns and lines, due to the EEV CCD manufacturing process: chips are “moulded” using a photolithography mask of  $1024 \times 512$  pixels. This squaring will disappear after the flat-field correction as explained in §3.3.

The dark E–W strips are pre- and overscan regions (48 columns) used by IRAF to estimate, on-the-fly, the pedestal electronic level or *bias*. Read-out “hoards” the 30 lowest lines, and line #4128 is colder than the others but can be kept. Even if the section containing significant data is `DATASEC = ' [49:2094,31:4128] '`, columns #49 & 50 are not used (to allow consistent binning, up to  $3 \times 3$ , usable in case of particularly poor seeing), hence the useful area of the image is `TRIMSEC = ' [51:2094,31:4128] '`; the situation is symmetric for the chips at the bottom of *WFI* (chip 5  $\equiv$  im5 to chip 8  $\equiv$  im8). ESOHDR automatically defines required sections for all *WFI* CCDs, but you may prefer `imp1ot` the image and fit the overscan interactively.

Some other visible imperfections are not due to the CCD itself but to the cosmics and optics:

DRAFT

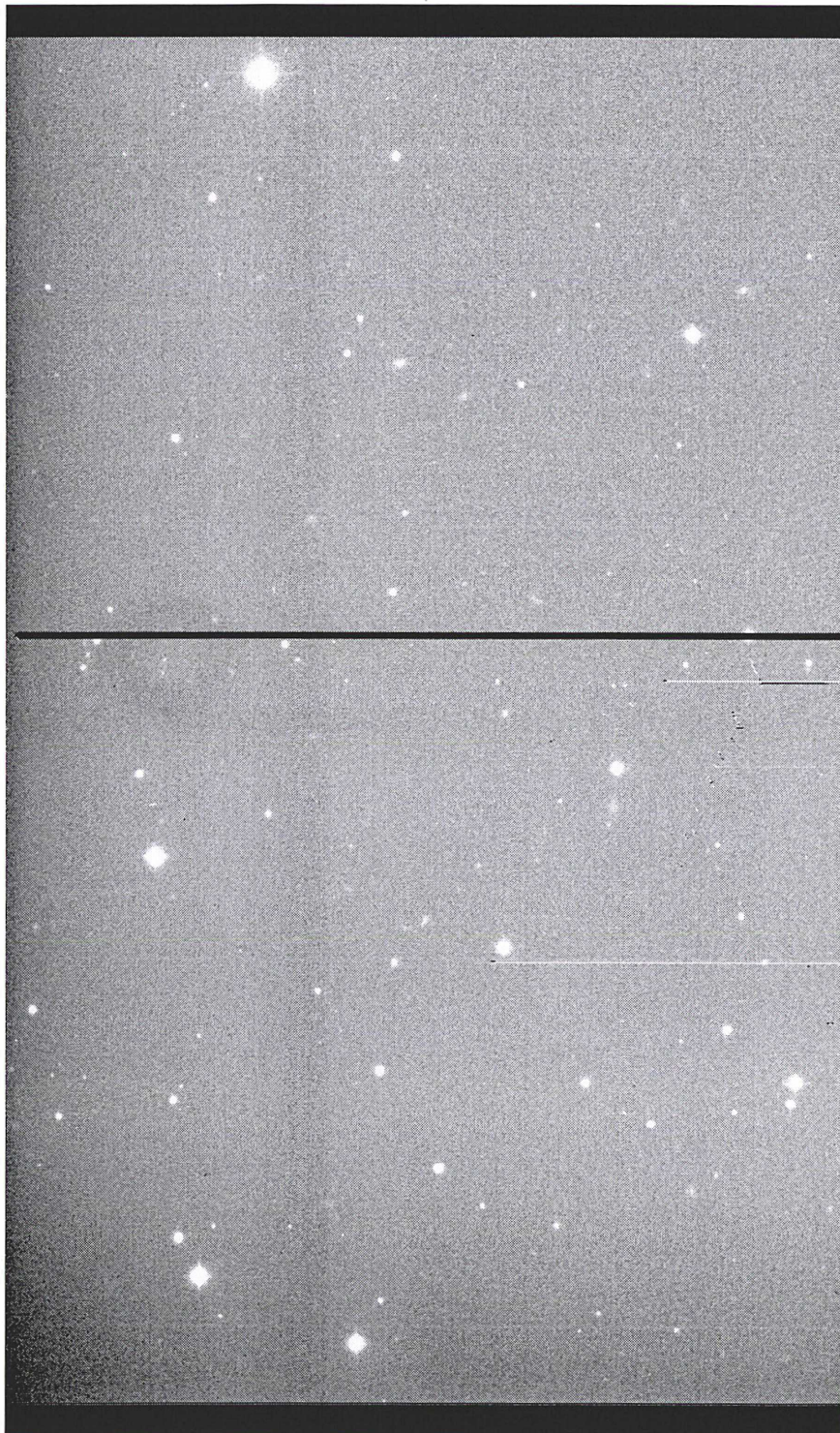


FIG. 3 – Typical defects of a raw CCD image: example of the WFI chip #50 (northern region).

DRAFT

- Many “cosmic” (even if radiation events often come from the CCD substrate) rays appear on long science and dark exposures, with a mean rate of about 1–4/min/cm<sup>2</sup>. Cosmic hits have a sharp distinguishable shape although some of them, more elongated e.g. because of a bad MTF (*cf.* <http://www.astro.ku.dk/~ijaf/mtf/mtf.html>) of the CCD, can only be removed when one combine several exposures.
- Strong vignetting, particularly in the corners and also near the borders of the mosaic. This non-uniform lighting should be almost totally corrected by a good flat-fielding.
- Dark “doughnuts” which are due to dust particles in the optics creating out-of-focus, negative images of the main mirror. Month after month, dusts settle on the dewar window (it’s why *WFI* has to be decontaminated sometimes, as in November 1999). These strange “black rings” will also suitably be eliminated during the flat-fielding.

Other phenomena degrade CCD images, like diffusion of bright stars situated just outside the field. Such scattering by the dewar window or filter holder can pollute large areas. An image of the NGC 5634 field (see FIG. 5) shows a nasty leak due to the star HIPPARCOS 70973 ( $V = 7.68$ ) which lies  $\sim 1'$  from the East border of the *WFI* pointing. Note that the use of a new black nylon (rotating, semi-circular disk) shutter, with 20° angled edges minimizes the diffusing effect of the previous *WFI* shutter, which amplified the intensity of scattered light from stars located near the FoV, because of a right-angled design.

Bright stars in the field always “trickle” on long exposures: when a totally saturated<sup>1</sup> pixel can no more accumulate the electrons, they overflow to the neighbours, towards the vertical direction — which is the way of CCD readout — creating a bleed trail. Remanence effect does not appear important for *WFI* still on other instruments, pixels previously saturated can remain “hotter” in following exposures, and sometimes for many hours! Similarly, no strong crosstalk signal exists for *WFI* whereas it is in other cameras, e.g. *Mosaic I & II* (but this can be corrected by using known crosstalk coefficients between amplifiers).

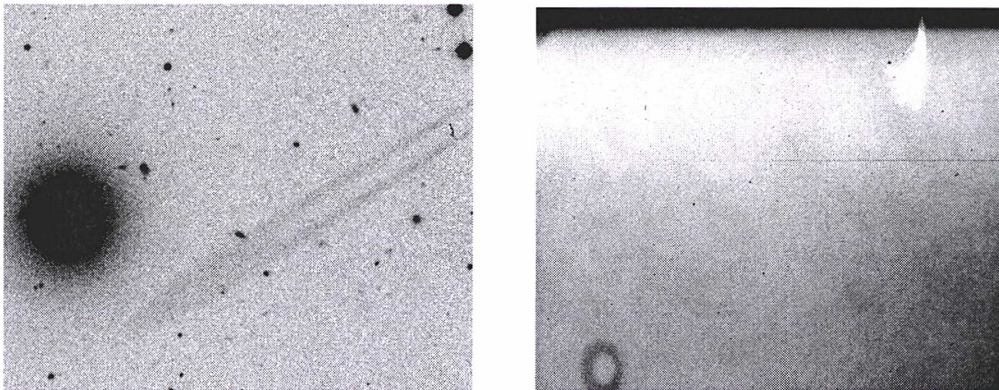


FIG. 4 – Other funny defects appear on raw data. Some of them will remain even on carefully reduced images.

*Right:* an enigmatic bright plume, top of *WFI* CCD #52 (this “emission” is visible on raw images).

*Left:* an elongated ghost image in chip #53 (due to a 8th mag. star in #56?), near a small elliptical.

Very bright stars lying in the FoV can also produce ghost images showing reflected light of the main mirror (with the shadows of the spider and secondary mirror). In all cases, it is hardly possible to remove ghosts in “contaminated” areas. You should consider this important fact, and limit the presence of bright stars within or just outside (say  $\lesssim 3'$  from the borders) the field, whenever possible. Look also at the third chip of *WFI* (CCD #52) for fun: there is, in addition to a particularly dark doughnut, a kind of bright “plume” of unknown origin (may be a light leak?) that will be eliminated by the flat (*cf.* FIG. 4 above).

<sup>1</sup>The theoretical level of saturation for 16-bit A/D converters lies at 65,535 ADUs (with a  $\gtrsim 200$  ke<sup>-</sup> full-well capacity for *WFI*). However photosites start to become non-linear before this limit, it is thus more secure to define the saturation level within MSCRED at 50 kADUs (or so) for *WFI* CCDs, to avoid non-linearity effects on high-value pixels, in particular for the “worst” (1% linear) CCD #55. Note also that saturated trails around “lighthouses” can be lowered with an antiblooming implant (as for *CFH12k* — in which, otherwise, a non-perfect Charge Transfert Efficiency of CTE  $\simeq 0.99995$  in some CCDs should add horizontal bright star bleeds).

DRAFT

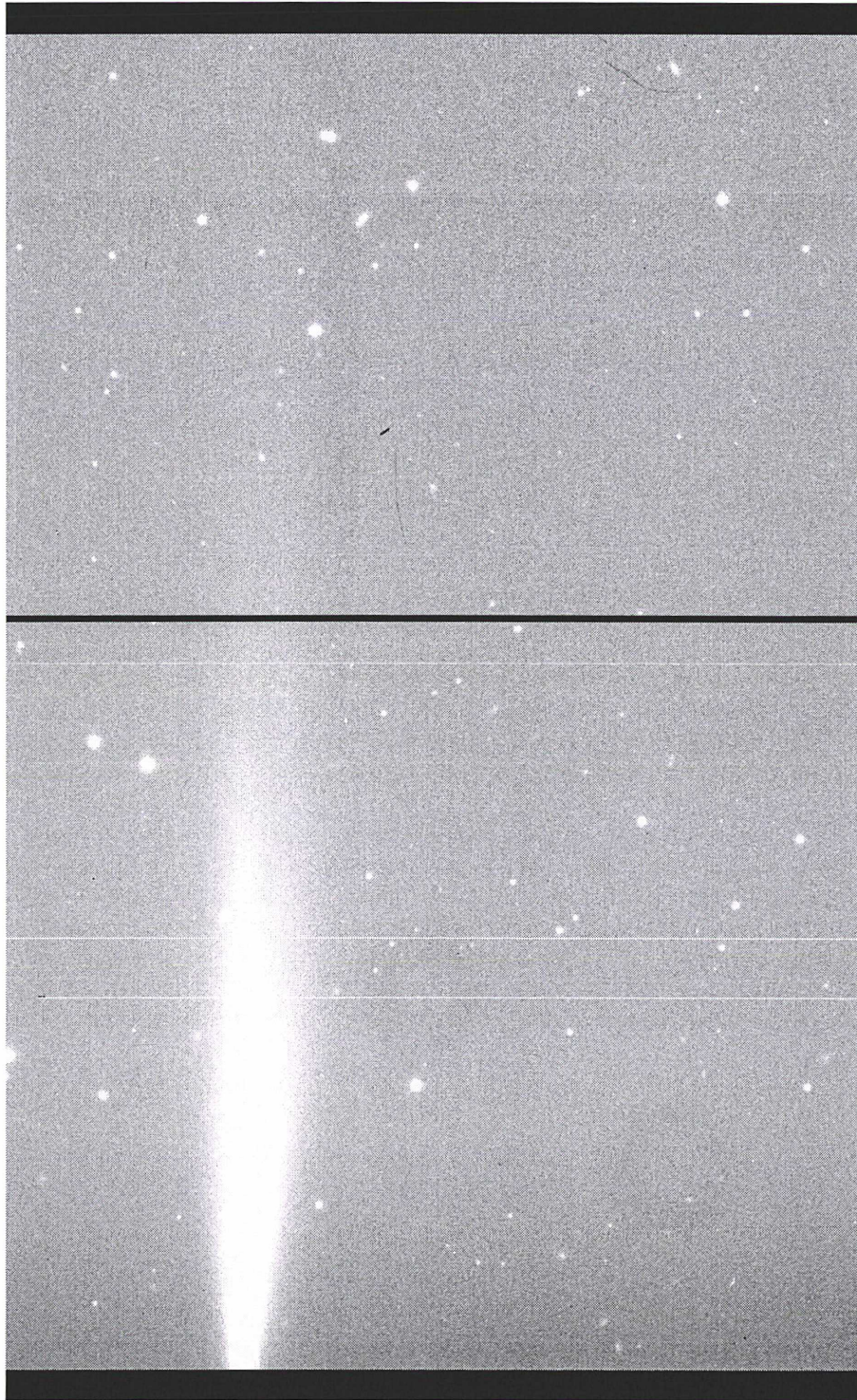


FIG. 5 – Scattered light (“grazing” diffusion) of a bright star located just outside the WFI field.

DRAFT

## Chapter 3

# Removing defects

If you are new to CCD imaging, you may be a little bit afraid by so many blemishes. Fortunately, thanks to properly built *calibration* frames, you can correct almost all types of defects.

### 3.1 Bad pixels

As we've just seen, the bad pixels are picture elements (isolated or in columns, and other groups) which are non-sensitive at all or "partially" sensitive to light. Non-linear, traps, or high-dark current pixels are bad pixels. The Analog-Digital Converter (ADC) may bias the response of some pixels that must be carefully watched over. Non-linearity does not appear to be a big problem for *WFI*, as ESO CCDs #50 to 57 generally seem linear to the ~1% level or better: values are available in the weekly "health" checks ESO web pages, see at [www.lis.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/CCDs/WFI/WeeklyHealthCheck.html](http://www.lis.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/CCDs/WFI/WeeklyHealthCheck.html). In other cameras like *WFC@INT*, one must use a look-up table to rectify non-linear pixels.

A Bad Pixel Map (BPM) can be constructed in IRAF in order to interpolate over cosmetic defects in the mosaic. For this purpose, you might need to run firstly, and chip by chip, the task CCDMASK which uses the ratio (test MSCARITH) of flat fields of different exposure levels to find unlinear pixels (a pixel list .p1 for each CCD). In case you missed bad areas, add manually regions to be interpolated, e.g. indicate for a bad column 300 300 0 4096. The complete "static" *WFI* BPM is available on *EIS* web pages or in the *User Manual* written by Dietrich Baade. Remark that fixing bad pixels can be done later in the reduction process.

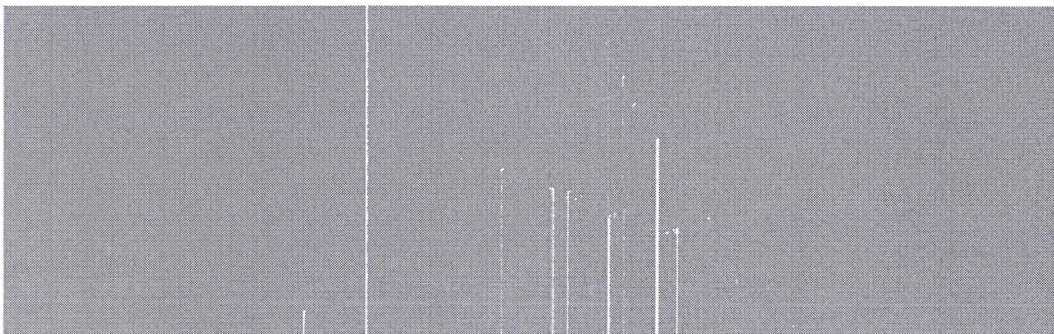


FIG. 6 – Bad pixels ( $\equiv$  white points and columns) of a region of *WFI* CCD #50 [from *EIS* BPM data].

Strictly speaking, in addition to these static BPM defined for all images, each exposure should also have its own associated BPM, to take into account transient phenomena like cosmic rays, satellite tracks (look at the cover picture!), scattered lights near the borders, uncorrectable crosstalk victims, and saturated pixels. But at the moment, no algorithm is very efficient, and a full identification of bad areas in an image should be done by hand

for each exposure. Therefore one can go beyond a strict construction of BPM, to mask defects later by coadding several exposures with rejection of some pixels in a given image. A good dithered pattern (see §1.1) will minimize as best as possible the impact of dead pixels/columns on the final images.

## 3.2 Additive effects

### 3.2.1 Bias level

A pedestal electric current is added to each integration, simply in order to avoid ADC receiving negative values. The real electronic signal corresponding to zero detected photon may drift with time, e.g. due to thermal changes, but this can be measured by reading out actually more detector pixels than the image section contains, using the pre-, post-, under- or over-scan regions of each CCD (*cf.* page 6). Overscan pixels are necessary to estimate the mean offset *line-by-line*, because it can depend on the total signal in a given row; it also presents a “ramp” of nearly 20 ADUs on the top of *WFI* CCDs. Due to signal amplification, this bias level (value between 120 and 180 ADUs for *WFI* chips) presents noise, which the amplitude is called the read-out noise (RON) and that can be possibly higher than the poissonian photon noise on short exposures. For *WFI*, despite RON is rather low with  $\lesssim 5 e^-$ , but some mosaic cameras like *Suprime* have  $\sim 10 e^-$  RON. As a matter of fact, there are two amplifiers (read-out ports) for each EEV 44-82 CCDs, but only the one with the lowest noise is used.

Still, 2-D bias frames i.e. 0 s exposures are often required to remove stable, weak patterns like stripes or herringbone structures which can indeed be perceptible in the bias current. To efficiently debias images, the simplest, the best: median (or average with rejection to avoid including cosmic events, e.g. a minmax) with ZEROCOMBINE at least 10 bias frames, in order to improve the S/N, and subtract the master bias from *each* of your images, darks, flats and science exposures. Bias removal is the very preliminary step of reduction, done by a first pass through CCDPROC, which automatically cuts the “useless” CCD parts after computation of the mean pedestal level for each line, using the dimensions of overscan strips as defined by ESOWFI, and smoothing the overscan vector with some function (type `es> help ccdproc` for details).

---

```
es> ccdproc * over+ trim+ (optionally, set also the parameters xtalk+ and fixpix+)
```

---

Taking the median of a series of bias values for the same pixel should erase transient, random burst noise which occurs on short timescales. Substantiate the good consistency of RON noise on the bias: pixels should have a gaussian distribution on both individual and master bias exposures (noise signal can be revealed using a FFT on a bias subtracted from its low-frequency component). Transient, ripple noise patterns can be induced if you change the filter or move the telescope during data read-out (a dome is not the perfectly isolated environment for delicate electronics, even well shielded!). Low-level (some ADUs), transient electronic noise should be only visible (e.g. as narrow horizontal strips for *WFI*) on short exposures, but are normally drowned in sky-noise for most exposures. Use high-order cubic-spline fit to the overscan to try to remove them, if required, on short integrations.

If you have only a few individual bias, it is possible to perform a slight smoothing (e.g. with a  $2 \times 2$  boxcar) to reduce high-frequency, pixel-to-pixel unwanted noise (salt-and-pepper pairs of pixels, or noisy columns, etc.). See the tests of CCDs by T. Abbott on <http://www.not.iac.es/~tabbott/CCD/docs/cookbook/top.html>. But this will cause problems around bad pixels/columns if not previously fixed by setting to `yes` the `fixpix` parameter of CCDPROC. A better option is to average all bias from different consecutive nights of an observing run, however you must first make sure that possible daily variations

DRAFT

in the bias structure are insignificant for each CCD. Follow the mean bias level evolution for *WFI* at <http://www.ls.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/CCDs/WFI/DAILY/BIAS.gif>. To check directly the bias stability, subtract (overscan corrected) master bias frames from one night *i* to the other:

---

```
es> zer b*_i Biasi comb=median          es> mscarith Bias1 - Bias2 Bias12
```

---

If the resulting image has an almost zero mean, everything is right, and you can simply median or average master bias from different nights. But if a signal becomes apparent, you must reduce separately all frames of one night with the corresponding master bias only. Here is an example of statistics on a whole *WFI* master bias (*cf.* FIG. 7 for the related image):

---

```
es> mscstat Bias
```

#	IMAGE	NPIX	MEAN	STDDEV	MIN	MAX
	Bias[im1]	8376312	1.936	29.68	-164.5	65370.
	Bias[im2]	8376312	2.322	1.906	-7.663	1928.
	Bias[im3]	8376312	1.643	23.28	-130.9	59832.
	Bias[im4]	8376312	2.466	33.23	-176.4	51325.
	Bias[im8]	8376312	1.191	1.575	-19.56	1147.
	Bias[im7]	8376312	1.632	43.68	-146.7	60515.
	Bias[im6]	8376312	2.834	41.77	-143.3	36396.
	Bias[im5]	8376312	1.893	26.23	-149.5	65386.

---

NOTE – Values are biased (*sic!*) by bad pixels. Real mean of bias varies around 1.3–2.5 ADUs (but lower levels occur near the top and bottom of CCDs) with a rms of  $\simeq 1.1$ –1.3 ADU depending on chip.

To get *INT* (130 MB...) bias, try <http://www.ast.cam.ac.uk/~wfcsur/flatsnbias.html>.

After having applied the basic but essential bias correction, the value of each normal pixel — excluding the bad pixels/hot columns remaining after debiasing — is directly related to the number of photons it received, *via* the (inverse) gain value, or conversion from Analog to Digital Units (ADUs) to electrons. Mean average gains are slightly different from one CCD of the mosaic to the other (mean is around 2 e<sup>-</sup>/ADU for *WFI*, see at <http://www.ls.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/CCDs/WFI/DAILY/GAIN.gif>). It is important that the gain does not undersample the RON (i.e., RON at least twice the gain) to lower the digitization noise, while using the maximum dynamic range of the CCD; recent CCDs generally match this compromise. Gain and CTE measurements can be performed using an X-ray source, for instance a radioactive <sup>55</sup>Fe K<sub>α</sub> and K<sub>β</sub> photon emitter.

DRAFT

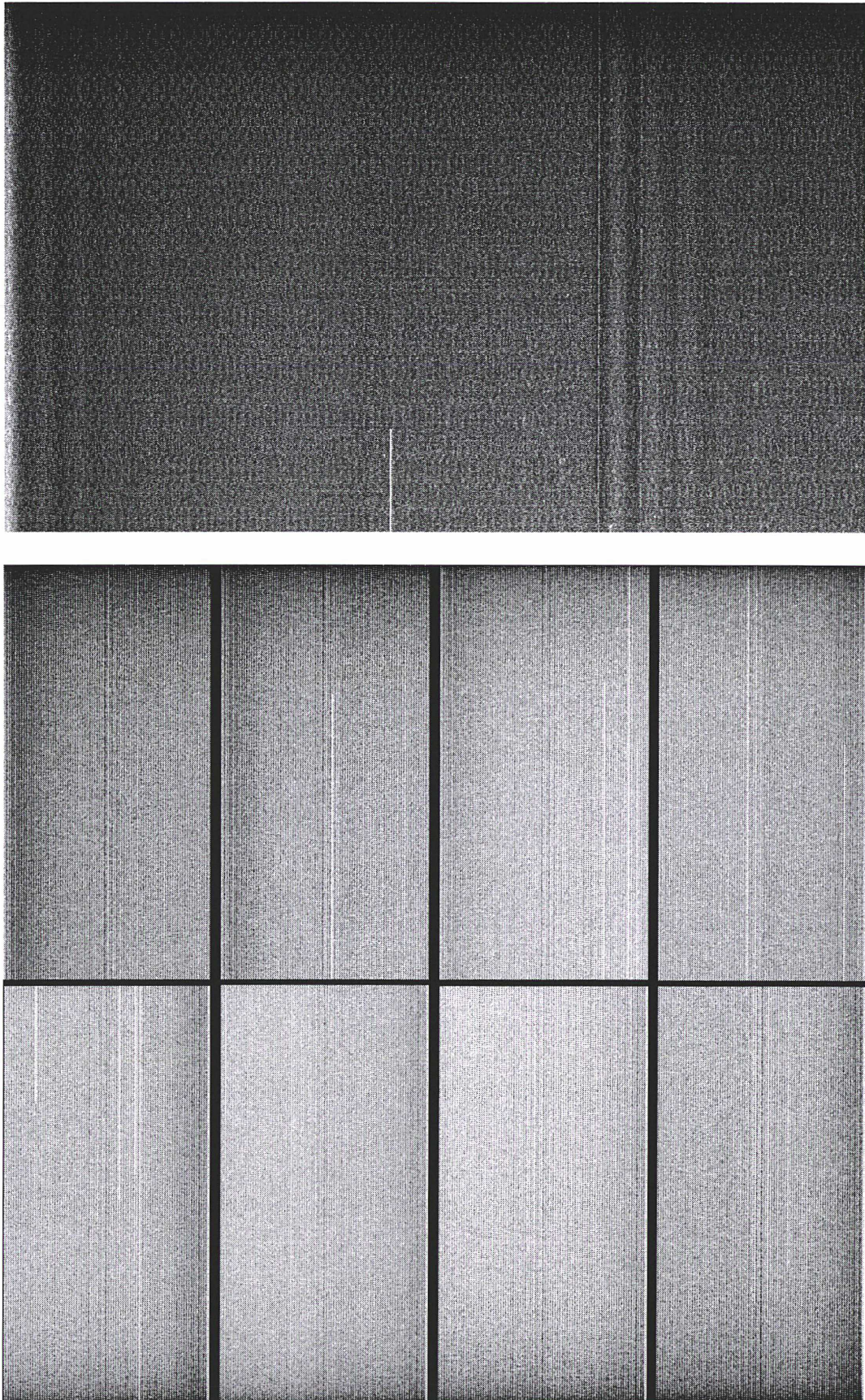


FIG. 7 – A WFI master bias with an enlargement of the first chip (CCD #50, top) to show fine structures.

DRAFT

### 3.2.2 Dark current

Thanks to an efficient liquid N<sub>2</sub> cooling down ( $\lesssim -100^\circ\text{C}$ ), the thermal noise is generally quite weak for optical CCDs whereas this is not yet the case with existing IR imagers. For *WFI* (see <http://www.eso.org/projects/odt/WFI/dccte.html>), the thermal signal is indeed nearly negligible with  $\lesssim 4\text{ e}^-/\text{hr}/\text{pixel}$ , stable and essentially uniform: no obvious structures is detectable even on long shutter-closed integrations, called dark exposures. However, it is interesting to remark that scratches on chip 1 get worse on such “blind” frames, as well as many hot points in chip 7 (CCD #55). Moreover, on all chips, a kind of “top and bottom vignetting” is visible on non dark-corrected images: it’s not at all a light vignetting, but this is related to the overscan exponential decay towards the read-out ports. It occurs on the north sides of CCDs 50 to 53, and symmetrically on the south sides of the four other chips. Chips 1, 4, 6, and 8 are a little bit thermally “warmer” than the others.

Hence, if you have taken *very long WFI* exposures (e.g. for an observing run including moderately deep *U* images where the lower QE/filter transmission requires long integration times, or long H $\alpha$  and narrow band observations), it may be interesting to subtract the dark. Other instruments do need dark correction, like the first version of the *CFH12k* camera, which was made of engineering grade CCDs; the new mosaic, dating from September 1999 has better cosmetics (science grade detectors), and a lower dark current paradoxically due to a ... higher cooling temperature! In addition, poor CTE in some cameras may leave residual signal around saturated hot pixels/columns.

At the end of the afternoon, acquire ten to twenty shutter-closed (and dome-closed, to avoid possible light leaks) exposures with an integration time equivalent to the longest exposure you will perform during the night: linear scaling will be done by `ccdproc dark+`, it’s indeed a good approximation for shorter exposures<sup>1</sup> and when you’ll come back at the telescope to take the first dusk flats, darks will have been stored. When averaging with `DARKCOMBINE`, use a rejection of the hottest pixel to “delete” probable cosmic rays and radiation events (`crreject` or a `minmax` option set to `min = 0` and `max = 2`). Taking the mean over many dark integrations should not add a sensible noise to deep images.

---

```
es> dar d* Dark comb=average rej=minmax nlo=0 nhi=2
```

---

To get statistics on all CCDs of a master dark frame (the whole image is visible in FIG. 8), and taking into account the thermal signal by a new pass through `CCDPROC`:

---

```
es> mscstat Dark
```

#	IMAGE	NPIX	MEAN	STDDEV	MIN	MAX
	Dark[im1]	8376312	0.926	250.	-370.	65370.
	Dark[im2]	8376312	-0.05333	64.39	-175.9	65360.
	Dark[im3]	8376312	0.8308	253.3	-132.9	65404.
	Dark[im4]	8376312	2.895	437.5	-268.9	65535.
	Dark[im8]	8376312	-0.1454	46.12	-178.6	65357.
	Dark[im7]	8376312	6.764	573.6	-1418.	65392.
	Dark[im6]	8376312	1.043	270.3	-578.6	65376.
	Dark[im5]	8376312	0.9683	257.8	-153.8	65386.

```
es> ccdproc @longexp dar+
```

---

NOTE – When excluding bad pixels, means fluctuate between 0.1–0.2 ADU, with  $\simeq 0.7$  ADU of rms.

---

<sup>1</sup>Some columns become however dark-concerned because of a single hot pixel which, after reaching the full-well capacity, bleeds and contaminates neighbouring pixels in the column. The length of such vertical areas therefore depends on the exposure time and cannot be corrected by linear scaling based only on the longest exposure (see also the tests of dark current on the old UH8k by J.-C. Cuillandre in the CCD World mail archive).

DRAFT

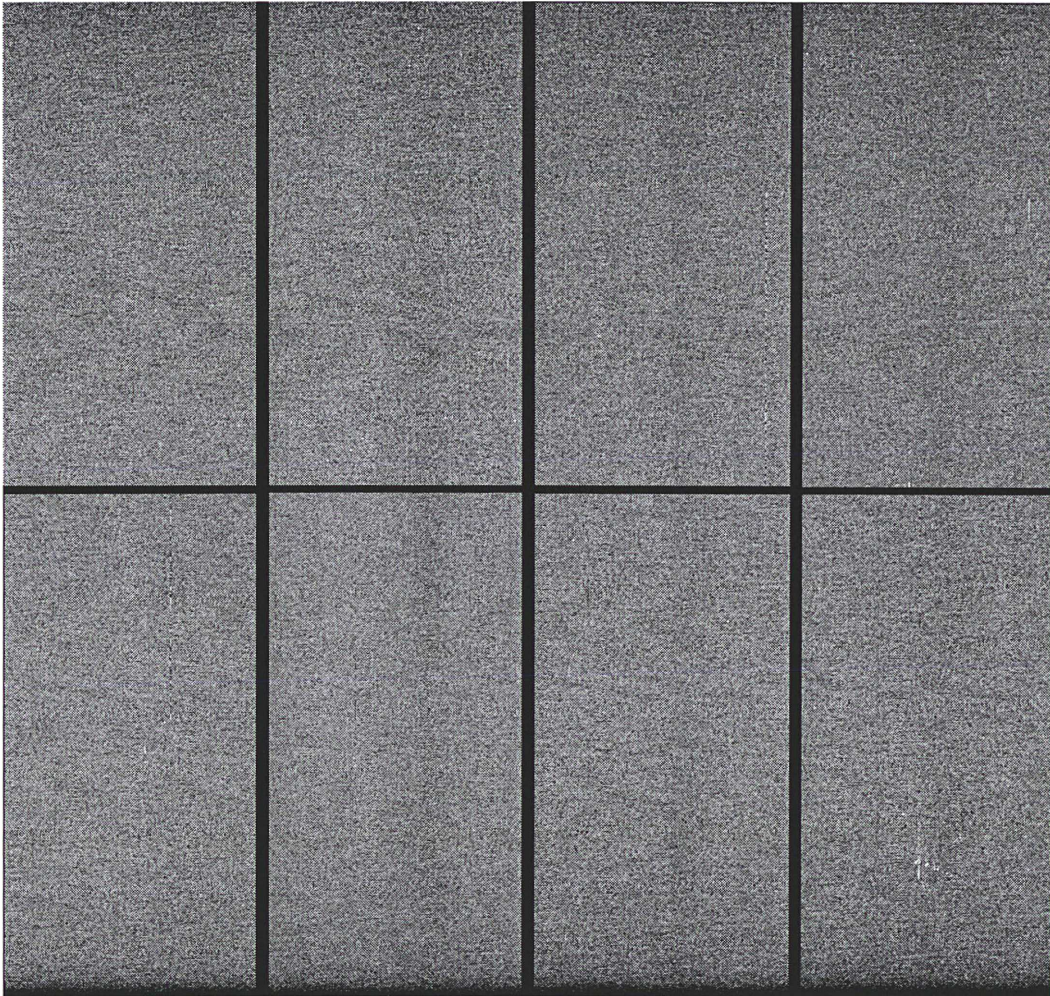


FIG. 8 – A *WFI* master dark, i.e. an exposure with shutter closed (during 670 s, in this case). Avoid taking dark frames just after flat-fields because of possible remanence effects with EEV 44–82 CCDs (see also the *VIMOS* ODT pages at <http://www.eso.org/projects/odt/Vimos/vimos.html>). Complete tests of another EEV chip (used on *DFOSC*) are available in Sørensen [2000].

### 3.3 Flat-fielding the images

Acquiring exposures of uniformly illuminated sources allows for correcting pixel-to-pixel sensitivity variations e.g. due to tiny differences in pixel surfaces, as well as more large-scale gradients within the mosaic (vignetting, contamination, etc.). It will also levels the sky backgrounds of the different CCDs, each of them having its own conversion factor and quantum efficiency (QE) curve. Indeed, CCDs are subject to an anti-reflect (AR) coating: for *WFI*, width of this single AR Hafnium Oxide layer slightly varies around a mean of 50 nm, and that explains the small sensitivity differences from one chip to another. Cf. <http://www.eso.org/projects/odt/WFI/quant.html>, or see also FIG. 1 where CCDs have slightly different tints. Dividing your data by a good flat — remember that the flat field correction is a *multiplicative* effect — is thus a critical step for subsequent photometry.

DRAFT

### 3.3.1 Simple models

**Dome flats** are easy to take during afternoons, using a white painted screen within the dome and leaving the door (opposite to the Sun to limit scattered light, in particular for open-tube telescopes) ajar, or illuminating the screen with a *stable* lamp. Nonetheless, there are three main problems with dome, and similarly with internal lamp flat exposures:

- First of all, the optical path for the lamp photons, reflected on a screen<sup>2</sup> located at a few meters from the telescope mirrors is obviously not equivalent to incoming beam followed by “celestial” light. Dome flats should not correct totally from vignetting: very edges of the field often remain light-deficient for *WFI* after simple dome flat correction. Other instruments may present inverse vignetting pattern caused by a concave dewar window.

- Secondly, the lamp or daylight colour is clearly different from the colour of the night sky, therefore biasing the CCD lighting, even if one can partially compensate for this using a lamp with colour-balancing filters. But well-exposed *B* and *a fortiori U* dome flats are in general difficult to obtain, except for UV-optimized halogen or internal quartz lamps.

- Lastly, the quality of the illumination might not be spatially uniform — even if one can dispose diffusers (e.g., a piece of white Plexiglas) on the aperture of small, closed-tube telescopes —, nor constant due to instabilities in the lamp voltage, at a few percent level even with a voltage regulator. Note that internal, stable (when temperature can be kept at the  $\sim 0.2^\circ\text{C}$  level) but low-level flats are readily obtained using a  $\beta$ -light source, fluorescent Tritium, or, possibly, a stabilized LED.

Two  $\beta$ -light “mini-flats” are generally taken before the start of a *WFI* observing run, and are useful for calibration purpose and to isolate traps. Series of (increasing intervaled with decreasing) flat exposures are very useful for determining the linearity, i.e. the curve ADU vs. effective exposure time, while minimizing instabilities due to thermal effects. For *WFI*, dome flats do not seem to perform a great job (see the document of H. Jones, at <http://www.ls.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/E2p2M/WFI/documents/Decontam/>) as they do not appear reproducible. Nevertheless it’s always safer in case of catastrophic twilight flats to acquire as a rule 5 to 10 well exposed ( $\approx 30$  kADU) dome flats per filter. For other telescopes e.g. *WIYN*, dome flats can sometimes work better than twilight flats.

Yet, dome flats are useful for *I* and *Z* bands where air glow interference fringes appear on sky images (see §3.4). Furthermore, lamp colours are generally better red-matched. Pointing towards the dome with these filters will not add the effect of atmospheric fringes, and using only dome flats in these bands is more rigorous than trying with twilight flats which already include fringes (which would be divided in lieu of subtracted from science images). In all cases, dome flats correct well from high-frequency, pixel-to-pixel variations.

**Twilight flats** appear to do a better job for *WFI*, even if the wide field of view of other CCD mosaic cameras runs the risk of including the twilight gradient; remaining large-scale gradients could be subtracted later in the reduction process, see section 4.3.2. Note also that the dusk or dawn colour, which fluctuates between nearly  $B - V \lesssim -0.7$  up to  $\simeq +0.5$  depending on the twilight depth, induces some differences between illumination of CCDs due to small mismatches in colour terms. The only way to overcome this problem is to perform a real “nocturnal” flat, matching exactly the sky colour (including or not moonlight). Finally, daylight flats can be used for narrow-band imaging without saturating the CCDs.

Best positions for twilight flats are known by night assistants, simply check you integrate the post-sunset and pre-sunrise twilight flats on empty fields devoided of bright stars, and at hour angles far away from the Sun’s position, in order to limit possible polarization effects of the sky light. Also insure the telescope is tracking but slightly ( $\sim 1'$ ) offsetted between each integration — otherwise you will not be able to fully get rid of stars on the averaged master flat — and that the focus is approximate. Indeed, it might be advisable to take dome and twilight flats at the right focus; one can use the Serrurier temperature which gives a rough focus position (formula p. 43 in the “*WFI user manual*”). Lastly, take care to reflections inside the dome during bright twilight, in particular for open tube telescopes.

<sup>2</sup>Insure you point towards it, and that the protective mirror cover is off: TCS does not think about it!

Acquire as many dusk exposures as you can, at least 3 to 5 by filter, it requires some training<sup>3</sup>, starting by the *U* filter and ending by red bands for classical imagery runs. Note that prohibitive read-out times on some mosaic cameras limit the number of flats that can be taken. For instance, RO takes 150 s for *Subaru* (and 5 minutes are needed to exchange filters...); deadtime reaches also  $\sim 3$  min between exposures for *WFC@INT*. But for *WFI*, it takes less than 30 s to read the  $7.10^7$  pixels, thanks to the powerful *FIERA* controller.

So, if you are not too tired after a whole night of observations, add several other dawn flats — in case a few dust speckles would have displaced, or settled on the dewar window during the night... Refrain from using too short exposures which may induce significant bias in the illumination due to the non-instantaneous shutter. The shutter delay pattern should be established using (stable, internal or dome) flats taken by integration of many shutter cycles; the resulting map can readily be visualized as a contour plot. Ill-designed shutters (e.g. iris which give hexagonal uneven illumination) modify the center to corner illumination. “Guillotine” shutters, where all parts of the detector are exposed for the identical time, are the best possible choice.

Stop taking twilight flats when their mean level cannot reach  $\sim 10$  kADUs even after exposures of the order of 1 or 2 minutes of integration. The adequate level for flats should be about half of the CCD dynamics, i.e. between 20–40,000 ADUs. Below a few kADUs you risk to add noise to the data frames, above  $\sim 45$  kADUs beware of non-linearity and saturation... In all cases, you should check quickly, but with attention, each flat — it’s so easy to display MEFs with *Skycat* or *mscdisplay* —, taking care of an appropriate illumination value and rejecting those presenting very bright stars within, or just outside, the field of view, so as to avoid ghost haloes or scattered light polluting the final averaged flat.

Supposing you have a sufficient number of good flats, mix them for a given filter using the median of normalized (mean/mode) individual ones, or an average with a restrictive *ccdclip* rejection (which should be less noisy), but pay attention to the threshold, probably 1 or  $2\sigma$  with respect to the median value. In case of doubt on the average gain and RON noise values, remember that you can determine them using simply a pair of bias and a pair of flats. Try the *MSCFINDGAIN* task available since *MSCRED* v. 4.0. Finally, note that *FLATCOMBINE* will scale automatically images by the *global* mean of all chips within a given mosaic image, thus taking into account the relative gains between CCDs. It will first reduce single flat exposures (i.e. overscan correction, trim, de-biasing) if not already done, and save the raw flats in the *./Raw* directory (change these preferences by *epar mscred*; and once you are satisfied with the results, remove the *ushort* files to free disk space). Next, rerun *CCDPROC*, this time with *flatcor+*.

If you have observed during several consecutive nights, average if necessary (in particular in the case of lack of flats for one colour) flats of the different nights, but you have to substantiate the flat “stability” by dividing master flats from one night to the next (new dust speckles on the dewar window, or on the filters, can give local doughnut variations):

---

```
es> mscarith FlatB_1 / FlatB_2 FlatB_12
es> mscstat FlatB_12
```

#	IMAGE	NPIX	MEAN	STDDEV	MIN	MAX
	ffB_12[im1]	8376312	1.371	0.04845	0.0489	20.18
	ffB_12[im2]	8376312	1.362	0.9206	0.7404	2664.
	ffB_12[im3]	8376312	1.363	0.006721	0.8658	3.508
	ffB_12[im4]	8376312	1.361	0.009201	0.8657	4.064
	ffB_12[im8]	8376312	1.374	0.02267	0.3331	3.492
	ffB_12[im7]	8376312	1.362	0.0122	0.8134	2.852
	ffB_12[im6]	8376312	1.362	0.01457	0.8253	3.211
	ffB_12[im5]	8376312	1.362	0.3223	0.1598	680.3

---

If you achieve a nearly perfectly constant level divided image (again, bad pixels/columns can locally give extreme values), without a distinguishable pattern, reduction can go on.

<sup>3</sup>See Tyson & Gal [1993] for a “flat exposure guide”.

DRAFT

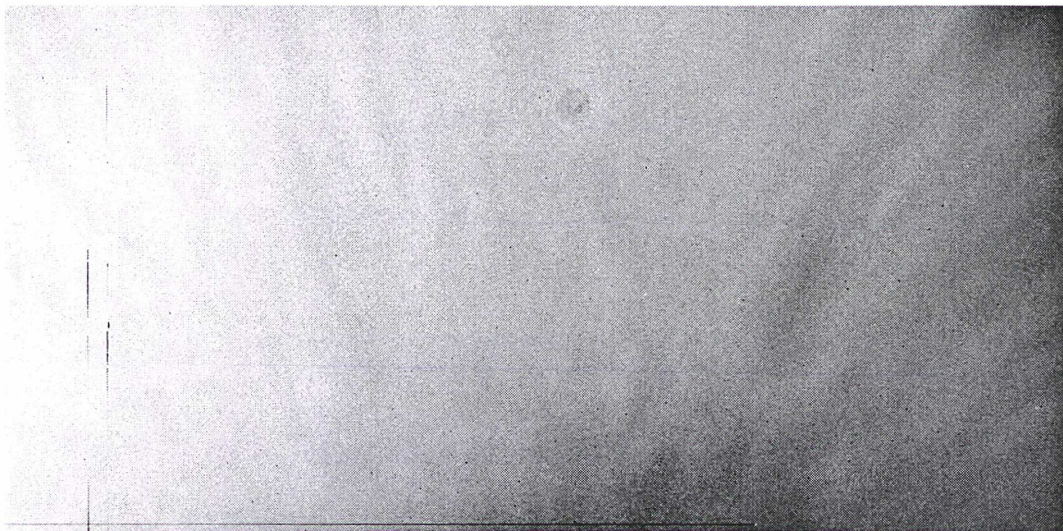


FIG. 9 – **Top:** the 6th chip of WFI in a U flat (raw, un-trimmed single twilight exposure; North is left, West is up). A sensitive pattern, with  $\pm 5\text{--}10\%$  local variations, due to the surface laser annealing treatment (including a backside  $p^+$  implementation) appears. See the ESO-ODT web pages or the CEA-MEGACAM documents. **Bottom:** the same WFI chip for a I master dome flat (average of 8 debiased exposures). Twilight I flats present air glow fringes. Large-scale uniformity degrades in I because the thickness of the CCD substrate slightly changes all over the chip, and also because of reflections from the plate supporting the thinned CCDs (silicon start to become transparent at wavelengths  $\gtrsim 10,000 \text{ \AA}$ , red photons penetrating deeper in the material).

### 3.3.2 Super flats

To perfect the large-scale illumination correction for (mostly  $R$ ,  $I$  &  $Z$ ) dome and twilight flats, the idea is to stack long science exposures themselves to build by median filtering a high-quality, “blank” flat field calibration frame. An important point here: if you want to build such an efficient night- or super-flat, you need many *empty* fields. By “empty”<sup>4</sup>, we mean fields which do not include extended objects: avoid very bright stars, crowded (low galactic latitude) areas, and fields encompassing big star clusters and nearby galaxies. Thus, even if it seems absurd to observe the celestial “ether”, you ought to take various sparse fields having objects always *smaller* than the offsets applied in the dithering pattern.

<sup>4</sup>See the article of Melnick et al. 1999.

DRAFT

You have to treat separately exposures when the Moon is up, because then the sky colour changes. Throw away all images with scattered light and (optical or electrical) ghosts. Refrain from using fields exposed at small distances from the Moon otherwise they will be illumination (the moonlight “null” point to minimize gradient lies at  $\sim 60\text{--}90^\circ$  from the Moon), like a fake vignetting. Vignetting caused by the dome of 2.2 m-*WFI* can occur when one points very low towards the East. Stacking many fields of different objects gradients should nearly cancelled each other. If you don’t have a sufficient number of blank fields, ask the previous or following observers to share some data, or use a flat field library (but with care, because you need the same observing conditions: presence of Moon, etc).

Once you have carefully selected (by hand...) a sufficient number of empty fields, tens when possible in particular for medium-and narrow-band images where photon statistics are often insufficient, the *SFLATCOMBINE* task will average, chip by chip, several scaled science exposures with an adapted rejection algorithm to create a high signal-to-noise flat frame, made of blank sky pixels only. Once again, taking the mean over a maximum number of frames allows the noise level of the master exposure itself to be low with respect to the “granulation” of science exposures to be flattened. Smooth if necessary the dark sky flat obtained to lower its noise, with a small box to avoid erasing large-scale illumination inhomogeneities. Like for dome or twilight flats, IRAF will use only the right filter, based on the subset file; check with *ccdlist* and also `es> page logfile` in case of doubt!

The clipping is generally made with respect to the median of values of a given pixel after proper scaling of images, *SFLATCOMBINE* excluding on-the-fly — or using known properties of the charge coupled device, gain and read-out noise — all outliers values.

You can play on two factors to perform the object rejection: a threshold level at  $A\sigma$ , asymmetrically chosen to exclude preferably positive deviations, and a growing factor, i.e. the rejection of pixels around a given excluded pixel: rejection can thus be contaminative. Note that it may be interesting to smooth the super flat to improve its S/N. As already done for averaged dome and twilight flats, always inspect master dark sky flats frames. In particular, look for remaining traces of cosmic rays (most of them should be lost in the sky noise) and stars, or haloes of galaxies with a high contrast display; use *zscale* parameter of *MSCDISPLAY*, or try the “50% Autocut” within Gaia. The following example shows the combination of 10 relatively empty fields taken with *WFI* to create a (*V* band) skyflat:

---

```

PACKAGE = mscred
  TASK = sflatcombine
input   = file1634?.fits List of images to combine
(output = Sflat10) Output sky flat field root name
(combine= average) Type of combine operation
(reject  = avsigclip) Type of rejection
(ccdtype= ) CCD image type to combine
(subsets= yes) Combine images by subset parameter?
(scale   = mode) Image scaling
(statsec= ) Image section for computing statistics
(nkeep  = 1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(nlow   = 2) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh  = 3) minmax: Number of high pixels to reject
(mclip  = yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma = 0.2) Lower sigma clipping factor
(hsigma = 0.1) Upper sigma clipping factor
(rdnoise= !RDNOISE) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain   = !GAIN) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise = 0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip  = -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(blank  = 1.) Value if there are no pixels
(grow   = 20.) Radius (pixels) for neighbor rejection
(fd     = )
(mode   = ql)

```

---

DRAFT

This last possibility may be useful to remove small traces in the wings of bright stars, but requires long times of computation when one specifies a large area of growing rejection. Hence you should run `SFLATCOMBINE` as a background job on the command line, to keep working on other reductions. . . Unfortunately, even with a big grow radius it often remains, in the final super flat, (negative) traces of very bright stars present in one or several images used to do the sflat, which look like faint rings plus spikes, as shown in FIG. 10. These kinds of “halo” would require extremely low thresholds and large growing radii to be removed.

In this case, beware of probable floating point errors. You can now run for the last time `CCDPROC` with the parameter `sflat` set to `yes`, but treat separately exposures including or not moonlight. Again, to lower the noise of the resulting master night flat, it can be smoothed with a small box, but avoid this for *I* bands because of fringes, see next section.

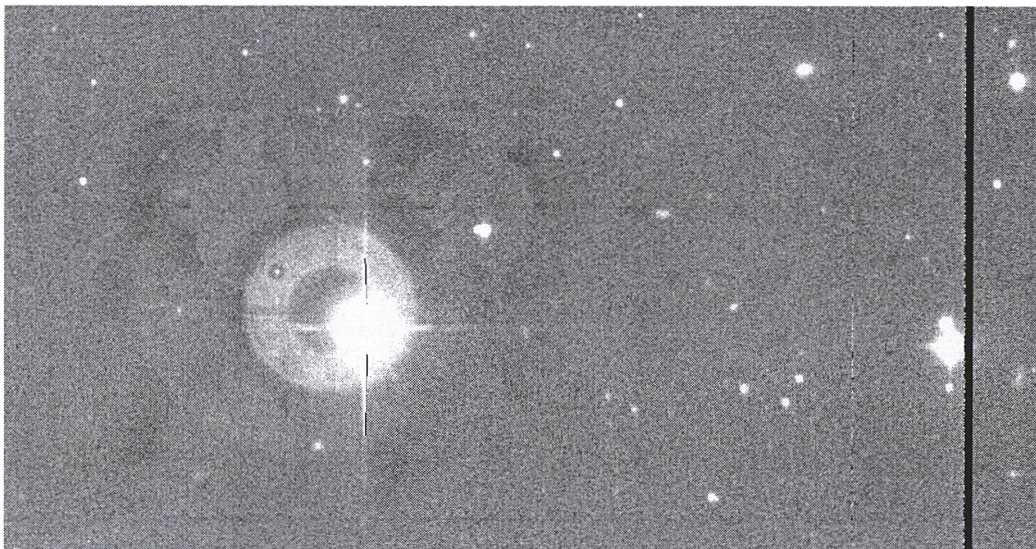


FIG. 10 – Negative traces of a bright star present on several of the images used to create the super flat (R band).

However, dark sky flats accumulate the read-out noise of individual science frames, hence they will inevitably add some noise: it is the price to pay to have an uniform sky through the entire FoV which is required for surface photometry of extended objects. The super flat correction forces the background to be homogeneous, this is important for studying extended objects, but it may degrades the stellar photometry; *cf.* the interesting discussion by Manfroid et al. [2001]. Observing with a dithering pattern is particularly important also to correct from flat-fielding errors by allowing to create a “photometric” flat (see Bruntt et al. [1999] for complements). Note that photometric inaccuracy induced by flat-fielding errors are reduced when one compared colour indexes. Colour terms thus seem more stable than the photometric zero-point all over the FoV.

As a conclusion to the ticklish problem of flat-fielding, night sky illumination correction should be considered mandatory only for surface photometry of extended objects. See for instance Dalcaton & Bernstein [2000] for a discussion on the topics. But for photometric studies using only local computation (classically, annuli like in DAOPhot) of the background, adding super flats to simple but well built twilight<sup>5</sup> risks to add noise and degrades the photometry in some parts of an apparently perfectly flattened science frame: magnitudes can be erroneous on a quite uniform background. . . For instance, some bad designed focal reducers present a sky concentration due to multiple reflections in the optical system. This defects exists at the 1–2% level only for *WFI*. But for other cameras, it is clearly visible as a brighter central area (a similar phenomenon appears on NOAO *Mosaic* with a pupil ghost, *cf.* next sect.). See the illustrative figure 1 of the document by Andersen [1995].

<sup>5</sup>Again, beware of dome flats used alone and beware of intrinsic gradients within the dusk and dawn frames.

DRAFT

Now, the different CCDs should have nearly exactly the same gain, and you can stack dithered exposures (see chapter 4) without observing big discontinuities between chips. If the skyflat presents fringes you have to extract the fringe pattern from this super flat, 1st version, next and remove fringes from all the images used to create it (see next section). But you have to perform a perfect star removing to create a yet fringed-sky flat without including any star traces (ghost haloes and spikes) around very bright stars (see FIG. 11).

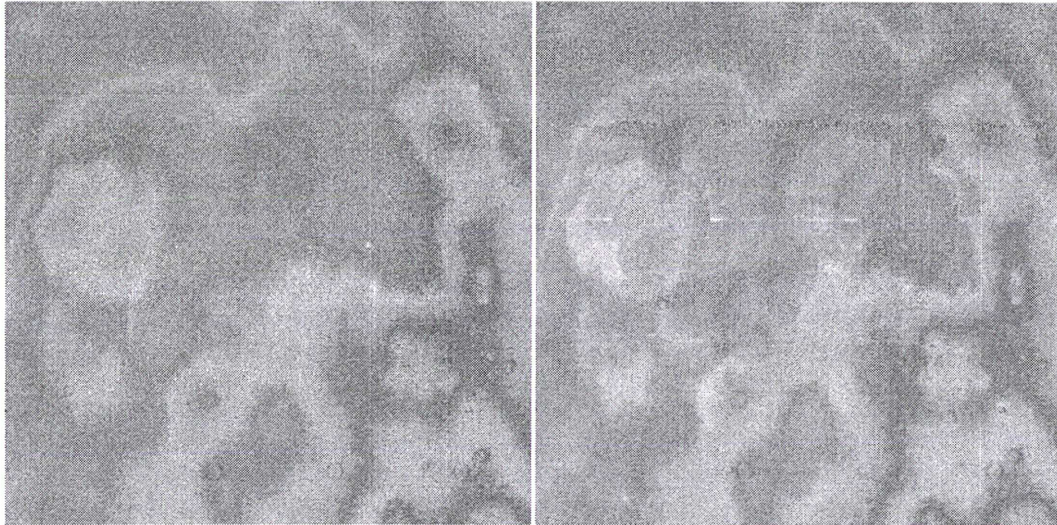


FIG. 11 – Remaining images of bright star spikes on a I superflat, 1st version (i.e. not yet defringed).

### 3.4 Fringe removal

Due to strong atmospheric, mainly OH molecular emission lines, important interference patterns or *fringes* appear above 750–800 nm for *WFI* and for many other detectors made of thinned CCDs. For a comparison, take a look at fringe patterns observed for the mosaic camera of *INT* at <http://www.ast.cam.ac.uk/~wfcsur/defringing.html>. The use of thick, deep-depletion CCDs should lowered the presence of fringes. For example, *SDSS* uses unthinned, frontside illuminated (non coated, low QE) 2k × 2k CCDs SITE (formerly Tektronix) for the  $z'$  band. *Suprime* camera uses other thick MIT Lincoln Laboratory chips (<http://www.subarutelescope.org/Observing/Instruments/SCam/index.html>) as well as for the AAO *Wide Field Imager* (see <http://www.aao.gov.au/local/www/cgt/wfi/>); actually, these devices are red-optimized, and they have a lower  $U/B$  QE than EEV CCDs.

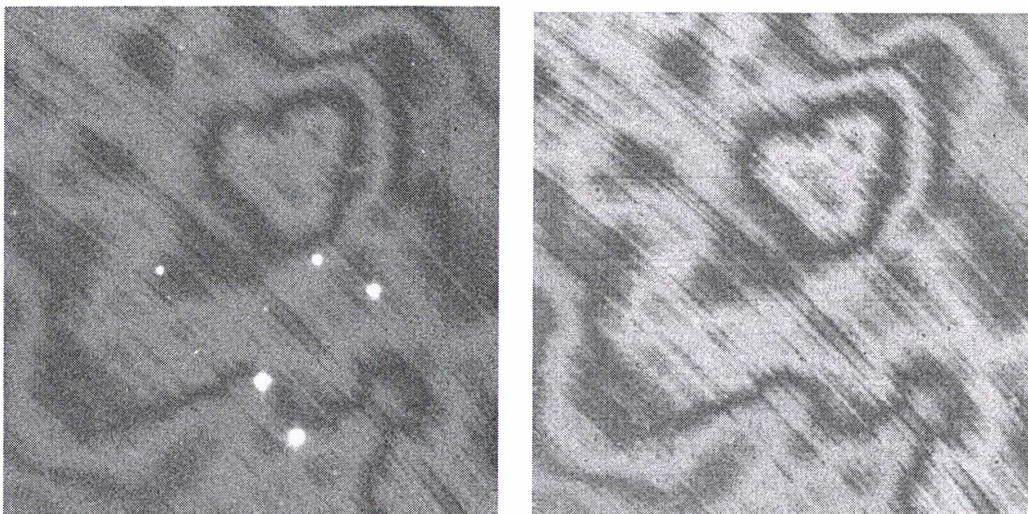


FIG. 12 – Fringe pattern (right) extracted from a stack of ten I images (left), using a 250-pixel median box.

DRAFT

Fringes are particularly disturbing in the  $I^6$  and Z bands, with amplitude variations that can reach sometimes the 10% level for *WFI* (peak-to-valley, see FIG. 12 above) and up to 6% in Z for *WFC@INT*. Therefore, fringe removal has to be done if one wants to perform accurate photometry on all sources. Take care also to a possible red tail for some filters, e.g. the *WFI*  $R_C$  (ESO id. #162) which becomes again transmissive above  $\gtrsim 1.1 \mu\text{m}$  but this case does not seem to be a real drawback. Likewise, the *WFI* “Photo-Response Non-Uniformity” or PRNU is non negligible below  $\sim 400 \text{ nm}$  i.e. in the *U* band, see <http://www.eso.org/projects/odt/WFI/prnu.html>. Note that if the fringe pattern seems relatively stable for *WFI*, its intensity changes with atmospheric conditions during the night (strength of night sky lines). The intensity of fringes is particularly high for *WFI*, because it is not a very fast optics: the cassegrain focus scale at  $2''.34/\text{mm}$  ( $F/8$ ) is reduced to  $0''.238 \pm 0.08\%$  per pixel with the dual-triplet lens corrector ( $F/5.9$ ). A  $F/4$  or lower beam should limit the fringing effect: the more the incoming beam is open, the less fringing.

Fringing is an *additive*<sup>7</sup>, not a multiplicative effect. Strictly speaking, fringes have to be subtracted from all affected images and it is only afterwards that defringed images can be recombined to create the final version of sky flat. Interestingly, a simple division by a master *I* or Z skyflat — which itself includes fringes — performs not too bad in some cases. As already pointed, it would be preferable to use only dome flats for red bands which do not include fringes, whereas twilight and skyflats in *I* and Z are not purely representative of multiplicative effects, as they include the additive fringe pattern; but we have seen that dome flats are not very secure for *WFI*... Considering this problem, one can achieve a relatively good fringe removal by dividing previously flattened images by a basic skyflat, which however adds noise. Compare simply twilight flattened (left) to sky flattened images (FIG. 13):

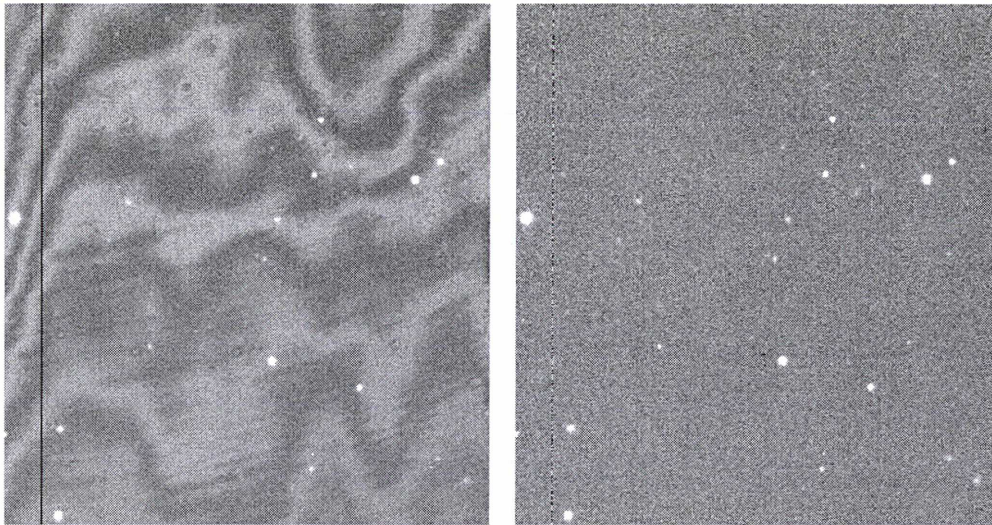
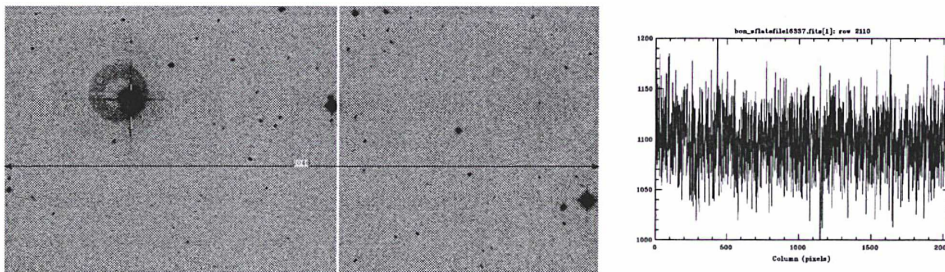


FIG. 13 – A nice defringing is achieved in this case (right) by a simple division of a master *I* night flat to a given *I* twilight-flattened image (left). Note that some very weak sources appear after defringing, whereas they were lost in the “waves” of the initial image.

A cut on a simply *I* skyflat-divided image shows that fringes have nearly disappeared:



<sup>6</sup>For *WFI*, one can use the medium-band filter ESO #853 to avoid strong atmospheric emission lines.

<sup>7</sup>Like the pupil ghost visible on NOAO mosaics, that can be removed using the MSCPUPIL and RMPUPIL tasks.

Although, for a rigorous defringing, you must subtract a template fringe pattern, created by removing a smoothed (and therefore, less noisy<sup>8</sup>) version of the skyflat from itself, hence leaving only medium scale variations. To perform the subtraction, you have to use the IMARITH task for each of the eight chips you have “mscsplitted” from the MEF file:

---

```
imarith min3max10I_7 - out250min3max10I_7 frng250_7.
```

---

Next, you have to paste back the individual CCDs as a single mosaic file using the eight single FITS images and the global header using by applying MSCJOIN. Now you can run the task RMFRINGE, interactively in order to check the right “intensity” of fringe removal:

---

```
input      =          test List of input mosaic exposures
output    =          defrtest List of output mosaic exposures
template=          Frng250.fits Template mosaic exposure
(extname=          ) Extensions for fit
(blkavg =          4) Block average factor
(scale =          1.) Scale
(interac=          yes) Interactive?
(mscexam=          no) Examine corrections with MSCEXAM?
(verbose=          yes) Verbose output?
newscale=          0. Scale (0=done, -1=abort, -2=new blkavg)
newblk =          1 New block average factor
(fd1 =          )
(fd2 =          )
(fd3 =          )
(mode =          ql)
```

---

It then creates temporarily small (~17 Mos, block averaged by 4, quicker to display) FITS files. Change the factor (1. by default) to e.g. 1.1. Try other values and once satisfied with the result, answer 0 to create the output defringed mosaic. Here is another example of direct, command line defringing using a 250-pixel box smoothing master fringe frame:

---

```
es> e
rmfring for84785.fits defrfor84785.fits ../Frng250.fits
RMFRINGE: Tue 17:19:19 20-Feb-2001
Block averaging for84785.fits and ../Frng250.fits by a factor of 4 ...
Displaying for84785.fits ...
Scaling ../Frng250.fits by 1. and subtracting from for84785.fits ...
Displaying corrected version of for84785.fits ...
Scale (0=done, -1=abort, -2=new blkavg) (1.): 0.9
Scaling ../Frng250.fits by 0.9 and subtracting from for84785.fits ...
Displaying corrected version of for84785.fits ...
Scale (0=done, -1=abort, -2=new blkavg) (0.9): 0.8
Scaling ../Frng250.fits by 0.8 and subtracting from for84785.fits ...
Displaying corrected version of for84785.fits ...
Scale (0=done, -1=abort, -2=new blkavg) (0.9): 0.85
Scaling ../Frng250.fits by 0.85 and subtracting from for84785.fits ...
Displaying corrected version of for84785.fits ...
Scale (0=done, -1=abort, -2=new blkavg) (0.85): 0
  Creating output image defrfor84785.fits with scale 0.85 ...
es>
```

---

<sup>8</sup>An improved method of defringing, based on a moving window oriented according to local intensity gradients in the image, was proposed by Ostrov (1997, *PASP* 109, 338). His algorithm, available at <http://www.geocities.com/pgostrov/FRINGE/fringe.html>, keeps the structure of the fringing pattern while decreasing its original noise.

DRAFT

Using another display frame buffer of DS9 for the initial, non defringed image, check the correction: it is too strong if the temp., binned corrected image presents “negative” (dark) fringes, or it is too weak if fringes are yet visible as positive. In this example, the correction by default (1.) is too strong. Trying 0.9 is yet too strong, whereas testing with 0.8 gives a clearly too weak correction... We finally choose by “dichotomy” 0.85, which performs a nice fringe removal.

If despite many trials with the factors you cannot achieve an efficient defringing, but only obtain “smoothed” fringes, it is because you have probably adopted a too small (say < 100 pixels) smoothing kernel in the FMEDIAN task. Inversely, you should not take a too large median box of 1000 pixels or so, in order too keep large-scale gradients in the final defringed skyflat that are due to multiplicative effects.

Remark that scan-tables, like the one which was used at the prime focus CCD of 4-m KPNO, could lower the effect of fringes, as they provide intrinsically “flatter” images (see <http://www.noao.edu/noao/noaonews/mar94/art27.html>).

To this point, images should be theoretically perfectly “clean”, after having performed carefully all the required reduction steps; substantiate the level of processing with the letters displayed between brackets when running `ccdlist * 1+` which should print something like `for84661.fits[2044,4098][real][object][][R][OTDZF]:n1399Rpos1`

For more details, check that the main reduction steps have been listed as added keywords, specified in the headers of each extension. Try `imheader *.fits[1] 1+ u+ |page` for example, to have the whole information for the first chips of all images:

```
for84654_1.fits[2044,4098][real]: SA95(137)
No bad pixels, min=0., max=0. (old)
Line storage mode, physdim [2044,4098], length of user area 6521 s.u.
Created Sun 16:43:43 28-Oct-2000, Last modified Sat 00:53:59 27-Oct-2000
Pixel file "for84654.fits[im1]" [ok]
ORIGIN = 'NOAO-IRAF FITS Image Kernel July 1999' / FITS file originator
...
TRIM = 'Aug 2 3:44 Trim is [51:2094,31:4128]'
OVERSCAN= 'Aug 2 3:45 Overscan is [2095:2142,1:4128], mean 169.664'
ZEROCOR = 'Aug 2 3:45 Zero is /donnees/iraf/iraf/local/FOR/Forzero.fits[im1]'
FLATCOR = 'Aug 2 3:45 Flat is /donnees/iraf/iraf/local/FOR/FlatI.fits[im1], s'
CCDPROC = 'Aug 2 3:47 CCD processing done'
```

DRAFT

## Chapter 4

# Stacking your images

Now that each of your images is corrected from the instrumental signature (i.e. its signal is linearly proportional to the “light stimulus” entering the telescope) it is time to register the dithered exposures in order to stack them and obtain a final image not showing gaps between the CCDs, cosmoics and dead columns. As already emphasized in §1.1, avoid applying dithering pattern with too large (several arcmin) offsets, otherwise it will produce non negligible rotation of one field with respect to another. Particularly above  $\delta \gtrsim 45^\circ$ , adopt a dithering pattern allowing to fill in the gaps but without giving too distortion, even if the latter can be corrected by resampling and rotating the images (see section 4.2).

Long integrations, of more than  $\sim 15$  or  $20$  min, also enhance the risks of field rotation when not taking into account a pointing model, the strongly vignetted, guiding CCD being located  $20'$  from the center of the mosaic... Beware that exposures taken at high-airmass may include possible telescope astigmatism (as for *WFI* at the beginning), as well as differential refraction effects particularly in the *B* and *U* bands that might disturb an accurate stacking; *ΩCAM* will include an atmospheric dispersion corrector. In all cases, a perfect coaddition requires a well-designed wide-field corrector. This is not always easy, in particular for very short focal ratios, e.g. only  $F/1.9$  for *Subaru* or the  $F/1.14$  prime focus of the future *LBT*, *Large Binocular Telescope*, see <http://susi2.mporzio.astro.it/WFI-LBT/>; these values require 6 or 7 lens-corrector including big  $\varnothing 80$  cm and aspherical lenses.

Some kind of observing runs can afford the gaps and prefer a “stare” observing strategy — e.g. studies of variable stars for which, thanks to the high filling factor only a few objects of interest might fall between CCDs — but deep, extragalactic programs often require the careful stacking of projected exposures, while the idea to keep in mind is to not degrade the astrometric as well as the photometric quality of the initial mosaic exposures. It is a long and sometimes difficult challenge but it is worthwhile to obtain a nice, deeper final image.

Unfortunately, even the best conservative resampling algorithms like the sinc interpolation modify a little bit the properties of images. In particular, the Point Spread Function (PSF) is “clean” only on single exposures: you should not “retouch” and coadd images if you want to perform highly-accurate stellar photometry (at the 1% level) using PSF-fitting techniques, e.g. *Starman* or *DAOphot*. But it is obviously interesting to gain several tenth of magnitude by stacking images if you are mostly interested in galaxy photometry...

First of all, we need an astrometric calibration linking pixels to absolute celestial positions. Many FITS images contain such a *World Coordinate System* (hereafter WCS) establishing a relation between  $X, Y$  and  $\alpha, \delta$ . See the series of papers by M. Calabretta & E. Greisen for detailed discussions (<http://www.aoc.nrao.edu/~egreisen/>). Using a reference astrometric catalogue allows to compute exactly the real geometry of the mosaic (orientations of CCDs, with rotations up to a tenth of degree, w.r.t. the reference chip#55). The default WCS as specified in the raw MEF headers of raw mosaic images can sometimes be inaccurate at a the level of few arcminutes. The package *ESOWFI* uses keywords *RA* (after converting in degrees) and *DEC* keywords to define the tangent point of WCS, and adds its own astrometric database to *WFI* images to compute linear WCS terms. The default solution *wcs\_feb00.db*, `dir /iraf/extern/esowfi/lib/esodb` is given as a parameter (*wcsdb*) in the *ESOHDR* task.

## 4.1 Astrometric calibration

### 4.1.1 World coordinates

If you prefer to build your own WCS database, which is mandatory if you have taken binned images, take a look at the interesting astrometric pages of the NOAO *Mosaic* Project <http://iraf.noao.edu/projects/ccdmosaic/astrometry/astrom.html>. It is thus possible to create a world coordinate system “from scratch”. Actually, early versions of MSCRED provided the tasks MSCFINDER and MSCTPEAK to match astrometric catalogs (e.g. USNO or GSC), creating a database, which was applied thanks to the MSCSETWCS task to all images.

Another possibility is to use Gaia to derive a home-made solution. Proceed as follows:

1. Old versions of Gaia did not recognize MEF FITS files, it was then required to split each mosaic image to have all separated extensions as single header data units (or HDU): `mcsplit myimg out=' ' del-` creates 9 files `myimg_N.fits` (with  $N = 0, \dots, 8$ ) without deleting the input MEF.

Next, you have to calibrate the astrometry of each chip, that is to say that **FOR  $N=1,8$**

2. Load the  $N$ th extension in Gaia : `File > Open... : myimg_N.fits`

Note that many images are better visible with a 98% `Autocut`.

Next, search for the USNO stars within and just around this approximate pointing:

`Data-Servers > Catalogs > USNO at ESO` . Next, `Set From Image` and `Search`.

The Gaia catalog small subwindow will then display all USNO stars in the field.

3. `Image-Analysis > Astrometry calibration > Fit to star positions...` `Grab` to select the last loaded catalog. `OK` and next `Clip` to delete stars which are not in the field. Then, try `Centroid` which should center almost all sources if the pointing estimate is not exceedingly inaccurate (try `msczero` in case of problem, see next section), followed by `Fit/Test` to test again `Centroid`.

4. To save the astrometric solution given by the last passage in `Centroid`

`File (in the catalog subwindow) > Write positions to file...`

and give a name to the chip catalog e.g. “chipNusno”.

**NEXT**

Then, within IRAF you are going to use the powerful CCMAP task (IMCOORDS package). Before that, you should check the format of the USNO/Gaia catalogue which has to be `col 1=id, col 2=RA, col 3=DEC, col 4=X` and `col 5=Y`. In case of doubt after running the task, just look at the output value given by CCMAP for the reference point and scale: if you have

```
Reference point: 1003:08:59.315 2087:50:55.27 (hours degrees)
Reference point: 14.480 -5.864 (pixels pixels)
X and Y scale: 32099717.551 532260.755 (arcsec/pixel arcsec/pixel)
X and Y axis rotation: 154.357 6.935 (degrees degrees)
```

it is because you have mixed columns! So, for CCMAP, pay attention to enter the estimated pointing as literal values in parameters `lngref` and `latref` (i.e. the reference points RA and DEC). When running the task CCMAP for the last 4 CCDs of *WFI* do not forget that the number are reversed, i.e. the 5th catalog corresponds to the `im8` solution. Type for example

DRAFT

---

```
cl> ccmmap catchip6 astrom.db solu=im7
```

---

The other default parameters of CCMATCH are normally correct but check only that the parameter `pixsyst` is set to `physical` (for a discussion on logical and physical coordinates, go to <http://iraf.noao.edu/projects/ccdmosaic/imagedef/imagedef.html>). You can now run the astrometric task `ccmap` on each chip to append a home-made astrometrical database to the eight extensions of *WFI* images (note the  $\pi$  radians rotation of the X axis).

---

```
PACKAGE = imcoords
TASK = ccmmap

input =          chipusno  The input coordinate files
database=       astrom.usno The output database file
(solutio=      im1) The database plate solution names
(images =      ) The input images
(results=      ) The optional results summary files
(xcolumn=      4) Column containing the x coordinate
(ycolumn=      5) Column containing the y coordinate
(lngcolu=      2) Column containing the ra / longitude
(latcolu=      3) Column containing the dec / latitude
(xmin =       INDEF) Minimum logical x pixel value
(xmax =       INDEF) Maximum logical x pixel value
(ymin =       INDEF) Minimum logical y pixel value
(ymax =       INDEF) Maximum logical y pixel value
(lngunit=     hours) Input ra / longitude units
(latunit=     degrees) Input dec / latitude units
(insyste=     J2000.0) Input celestial coordinate system
(refpoin=     user) Source of the reference point definition
(lngref =     5.234397) Reference point ra / longitude telescope coordinate
(latref =     -40.05607) Reference point dec / latitude telescope coordinate
(refsyst=     J2000.0) Reference point telescope coordinate system
(lngrefu=     hours) Reference point ra / longitude units
(latrefu=     degrees) Reference point dec / latitude units
(project=     tan) Sky projection geometry
(fitgeom=     general) Fitting geometry
(funcnio=     polynomial) Surface type
(xxorder=     2) Order of xi fit in x
(xyorder=     2) Order of xi fit in y
(xxterms=     half) Xi fit cross terms type
(yxorder=     2) Order of eta fit in x
(yyorder=     2) Order of eta fit in y
(yxterms=     half) Eta fit cross terms type
(reject =     INDEF) Rejection limit in sigma units
(update =     no) Update the image world coordinate system ?
(pixsyst=     physical) Input pixel coordinate system
(verbose=     yes) Print messages about progress of task ?
(interac=     no) Fit the transformation interactively ?
(graphic=     stdgraph) Default graphics device
(cursor =     ) Graphics cursor
(mode =      ql)
```

---

After that, you can update again the WCS information in the headers of all *WFI* images using a new pass by ESOHDR: `cl> esohdr file*.fits wcsdb="astrom.gsc" redo=yes`. For another approach using directly the WCS tools developed by Doug Mink, take a look at his web site <http://tdc-www.harvard.edu/software/wcstools/imwcs/imwcs.ua2.html>

DRAFT

### 4.1.2 The WCS zero-point

Because of the inaccuracy in the telescope pointing, coordinates provided by the original WCS keywords in your debiased/flatted images are certainly shifted by several arcseconds. Therefore it is required to fix the *zero-point* of WCS for each image, using a reference star in the field whose the absolute coordinates are known in a catalogue (GSC, USNO...). Skycat is very useful for this purpose. Load an exposure for a field you pointed, e.g. the first one of a dithering sequence. Select in the small FITS HDU window which appears a CCD and go to the `Data-Servers > Catalogs > USNO at ESO` menu, next `Set From Image` & `Search`.

This should overplot on the field many symbols which represent the positions of the catalog stars. In the worst cases, there might be offsets in  $\alpha$  and  $\delta$  as large as 1–2 arcmin. For checking the *WFI* pointing model at the start of each night using bright stars in *U*, see [www.lis.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/E2p2M/WFI/technical/ZeroPointing.html](http://www.lis.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/E2p2M/WFI/technical/ZeroPointing.html). Remark that the reference point refers to a pixel in the CCD #55 and hence is not in the “middle” of the detector, so *WFI* default coordinates are generally offsetted towards the North-East (see also the obsolete MSCWCS task). This should be taken into account if you need a very precise pointing even if the wide field of view of  $33' \times 32'$  lowers the problem.

In crowded areas, it may be easier to ask Skycat to select only a relatively narrow range of bright stars to recognize quickly typical asterisms. If despite all your efforts you are not able to associate obvious patterns of the plotted symbols (lines, triangles and other asterisms) with the same alignments of sky sources, it is certainly because something is really wrong with the astrometric database. Note that you can also use the MSCGETCATALOG task within IRAF/MSCRED to overlay the resulting list with TVMARK in the DS9 display.

The reference star used for the astrometric zero-point should be an “obvious” source, that is to say a single, relatively bright but not saturated, and isolated star in order to compute an accurate estimate of the star centroid without confusion. Avoid choosing a source too nearby from the borders of a given chip, as it might fall within the interchip gaps of another exposure in the dithering sequence. Once you have chosen the reference star in the Skycat display, simply click on its corresponding symbol, and the catalog window of Skycat will show you immediately its coordinates; note them. If not already done, now you have to open an IRAF display and run the MSCZERO task with parameters looking as follows:

---

```

PACKAGE = mscred
TASK = msczero

input = @fld1 List of mosaic exposures
(extname= ) Extension name pattern
(nframes= 2) Number of frames to use
(cbox = 11) Centering box size (see imcntr)
(mark = yes) Mark display?
(logfile= default) Log file for measurements
# MSCTVMARK Parameters
coords = List of coordinates
(fields = 1,2,3) Fields for RA, DEC, and ID
(wcs = world) Coordinate type (logical|physical|world)
(mtype = circle) Mark type
radii = 20 Radii of concentric circles
color = 204 Gray level of marks to be drawn
label = no Label the marked coordinates
(nxoffse= 20) X offset in display pixels of number
(nyoffse= 0) Y offset in display pixels of number
(pointsi= 3) Size of mark type point in display pixels
(txsize = 2) Size of text and numbers in font units
# Task query and internal parameters
ra = RA (hours)
dec = DEC (degrees)
id = Identification

```

DRAFT

```

mag      =                               Magnitude limit
update   =                               yes Update WCS zero point?
updcord=                               yes Update coordinate file?
(fd1     =                               )
(fd2     =                               )
(mode    =                               ql)

```

---

First mosaic displays and the cursor on SAO or DS9 takes a black round/annulus (blinking) shape. Move the circle on the reference star (check you're absolutely right with the Skycat window), and simply hit the z key. Even if the cursor pointing is not accurate, the task will find the exact centroid of the object. Once you have pick up the star, its estimated coordinates are displayed and you are asked to enter correct values: look at the Skycat catalog window to type in the exact coordinates (format  $hh:mm:ss.ss$  and  $\pm dd:mm:ss.ss$ ). If you want to keep this star (now green encircled, by default of TVMARK, recheck that it's the same star you have selected on Skycat) as the reference star hit n in the DS9 window. IRAF will then write the offsets between the raw WCS values and the absolute ones (up to  $\approx 100''$ ), and asks if you want to update the coordinate system. So, just hit CR (the default answer being yes) to update the world coordinate system: at least on this point and its immediate surroundings within the same CCD, the  $\alpha$  and  $\delta$  values will be accurate.

Then, MSCZERO displays the following exposure in the list; simply move the round cursor on the (same<sup>1</sup>) star, hit z and accept the coordinates you've just typed for the first image. The WCS of the 2nd image is going to be updated and after a new n hit in DS9, the offsets are shown. Indicated values should remain comparable at the  $\sim 1''$  level within a same dithering pattern thanks to the high-precision of *WFI* TCS. Hitting CR update the WCS, and the 3rd mosaic displays. Repeat the process for other images of the field. After updating the astrometric 0-point of last exposure, you will go back to the ESOWFI prompt.

---

```

Amp:           Individual           Display (zcombine=minmax)
im1:           2198.5   2615.6         2198.5   2754.7
im2:           2365.7   2645.0         2198.5   2754.7
im3:           2313.2   2622.2         2198.5   2754.7
im4:           2355.0   2750.4         2198.5   2754.7
im8:           2309.1   2738.9         2198.5   2754.7
im7:           2333.3   2726.5         2198.5   2754.7
im6:           2345.8   2632.5         2198.5   2754.7
im5:           2342.9   2754.7         2198.5   2754.7
3:54:03.10 0:05:16.5
RA (hours) (3:54:03.10): 3:53:57.751
DEC (degrees) (0:05:16.5): 0:03:57.82
RA offset = -80.30 arcsec, DEC offset = -78.67 arcsec
Update WCS zero point? (yes):
updating for84765 ...
done

```

```

Amp:           Individual           Display (zcombine=minmax)
im1:           1805.6   2203.6         1805.6   2278.3
im2:           1923.4   2198.7         1805.6   2278.3
im3:           1917.8   2176.9         1805.6   2278.3
im4:           1927.9   2234.9         1805.6   2278.3
im8:           1910.4   2278.3         1805.6   2278.3
im7:           1922.9   2201.9         1805.6   2278.3
im6:           1925.5   2151.6         1805.6   2278.3
im5:           1909.0   2268.4         1805.6   2278.3
3:54:03.14 0:05:16.4
RA (hours) (3:53:57.751):
DEC (degrees) (0:03:57.82):
RA offset = -80.85 arcsec, DEC offset = -78.55 arcsec

```

<sup>1</sup>You can pick up another star, and enter its catalog  $\alpha$  and  $\delta$  values, but you risk to mix coordinates...

DRAFT

```

Update WCS zero point? (yes):
updating for84766 ...
done
.....
  Amp:      Individual      Display (zcombine=minmax)
im1:      156.0    278.1      156.0    278.8
im2:      189.8    264.2      156.0    278.8
im3:      160.4    249.1      156.0    278.8
im4:      186.1    251.7      156.0    278.8
im8:      181.3    254.2      156.0    278.8
im7:      191.7    271.9      156.0    278.8
im6:      193.0    274.5      156.0    278.8
im5:      188.4    278.8      156.0    278.8
3:54:03.16 0:05:16.6
RA (hours) (3:53:57.751):
DEC (degrees) (0:03:57.82):
RA offset = -81.13 arcsec, DEC offset = -78.78 arcsec
Update WCS zero point? (yes):
updating for84772 ...
done
es>

```

### 4.1.3 Registering pointings

The WCS of the image is now updated at the “zero” order: values of  $\alpha$  and  $\delta$  are accurate only in a small area of the region of the chip where you pick up the reference star for MSCZERO. The next fundamental step — as you surely want to stack in the last step the dithered exposures — is to match sources in your images with positions in an astrometric catalog. Mosaic CCD registering tasks in IRAF take into account the peculiar geometry of the mosaic, each chip being misaligned and slightly rotated (a few  $0.1^\circ$ ) with respect to its neighbours: a CCD within a mosaic is not purely translated when compared to the others.

Hence you have to take into account the tangent point shifts, axis rotation and also a fractional scale change. The powerful task MSCCMATCH (based on CCMATCH) is used for comparing intensity peaks in the image, with the values in the catalog. Note that since MSCRED version 4.5, MSCCMATCH can be used on single FITS images. Select a high-density catalog of reference stars, avoiding brightest, saturated sources even on short exposures) and very weak ones (for which the position is less accurate). More than  $\approx 30$ –50 stars per chip should be OK to run the task MSCCMATCH on a dithering sequence of exposures.

In particular, to get a rich USNO–A2 catalog covering your field (set the `rmin` parameter), you should try MSCGETCATALOG and overplot it with MSCTVMARK. Current astrometric catalogs are however not well suited for deep exposures, with a lack of weak reference sources (except USNO but with a lower accuracy). The new UCAC catalog, up to mag. 16, appears very accurate — if stars of mag. 16 are not saturated on your images! The use of astrometric deep catalogs extracted from scanned Schmidt plates could be very interesting.

Here is a old example to illustrate the use and (abridged) output of MSCCMATCH on 3 images using a poor GSC catalog of 123 stars (mag. 10 to 16). It is advised to run the task interactively, and to use the parameters `search` and `nsearch` in recent versions of MSCRED:

```

PACKAGE = mscred
TASK = mscmatch
input = @ngc5634V List of input mosaic exposures
coords = gscADngc5634 Coordinate file (ra/dec)
(nfit = 4) Min for fit (>0) or max not found (<=0)
(rms = 2.) Maximum fit RMS to accept (arcsec)
(maxshif= 5.) Maximum centering shift (arcsec)

```

DRAFT

```

(fitgeom=          rxyscale) Fitting geometry
(update =          yes) Update coordinate systems?
(interac=          no) Interactive?
(fit   =          yes) Interactive fitting?
(verbose=          yes) Verbose?
(accept =          yes) Accept solution?
(mode  =          ql)
MSCCOORDFIT:
file16362.fits:
  Find and center 123 input coordinates:
  55 coordinates were out of bounds
  file16362.fits[1] 1841.67 3568.96 -11.18 -6.67 0.004 0.008
  file16362.fits[1] 1841.67 3568.96 -10.55 -6.25 0.004 0.008
  file16362.fits[1] 583.78 452.34 -3.51 -7.80 0.005 0.007
  file16362.fits[1] 583.78 452.34 -2.88 -5.70 0.005 0.007
  file16362.fits[1] 1427.90 818.93 -8.56 -5.04 0.006 0.006
  file16362.fits[1] 1427.90 818.93 -5.41 -3.37 0.006 0.006
  file16362.fits[1] 1113.01 1113.41 -7.06 -5.24 0.006 0.006
  file16362.fits[1] 1113.01 1113.41 -4.55 -5.25 0.006 0.006
  file16362.fits[1] 778.57 2559.80 -8.78 -8.23 0.008 0.007
  file16362.fits[2] 1490.91 2957.79 -12.70 -2.61 0.005 0.007
  file16362.fits[2] 1490.91 2957.79 -8.93 -2.19 0.005 0.007
  file16362.fits[2] 1589.20 3007.29 -11.04 -2.72 0.007 0.006
  etc.
  file16362.fits[8] 1899.86 301.02 5.38 1.80 0.008 0.007
  file16362.fits[8] 76.03 3247.46 -0.98 -4.98 0.008 0.008
Fit coordinates:
  input number of coordinates = 67
  tangent point shift = (1.62, 0.31) arcsec
  fractional scale change = (0.999, 0.999)
  axis rotation = (0.094, 0.094) degrees
  rms = (0.386, 0.314) arcsec
Coordinate system updated.
file16363.fits:
  Find and center 123 input coordinates:
  50 coordinates were out of bounds
  file16363.fits[1] 875.88 452.28 8.80 -7.31 0.005 0.007
  file16363.fits[1] 875.88 452.28 9.44 -5.21 0.005 0.007
  file16363.fits[1] 1720.00 818.85 3.75 -4.54 0.006 0.006
  file16363.fits[1] 1720.00 818.85 6.90 -2.87 0.006 0.006
  file16363.fits[1] 1405.09 1113.37 5.22 -4.71 0.006 0.006
  file16363.fits[1] 1405.09 1113.37 7.73 -4.72 0.006 0.006
  file16363.fits[1] 1070.73 2559.80 3.53 -7.67 0.007 0.007
  file16363.fits[2] 1783.24 2958.34 -0.16 -2.25 0.005 0.007
  file16363.fits[2] 1783.24 2958.34 3.60 -1.83 0.005 0.007
  etc.
  file16364.fits[8] 625.09 3758.88 2.44 -10.44 0.007 0.007
  file16364.fits[8] 368.44 3541.95 1.98 -10.66 0.008 0.008
Fit coordinates:
  input number of coordinates = 74
  tangent point shift = (0.73, -1.08) arcsec
  fractional scale change = (0.999, 0.999)
  axis rotation = (0.091, 0.091) degrees
  rms = (0.411, 0.347) arcsec
Coordinate system updated.
es>

```

DRAFT

The rms of the fit is good, essentially because there are a few stars in the GSC catalog, even too few on some chips, e.g. only five on the 4th chip (a strict minimum to have an idea on the misalignments and rotations of the chips is 3, but at least 10 is more secure). In all cases, you need a small rms, otherwise you are going to degrade the quality of the stacked images. Note that if you are sure about the good quality of the fit (e.g., after checking a very low rms for the 1st pass in the first image of the list) you can hit many CR to “automatize” the acceptance of solutions... You will just see a lot of `es>` prompts at the end of the task!

If, even with a centroid radius research of  $\sim 5''$  there are too many “Big Shifts” giving a bad rms you ought to avoid a direct centroiding and allowing a coarse search with the search and rsearch set to non-zero values. Another possibility is to use a SExtractor catalog with X\_WORLD and Y\_WORLD output, based on the 1st exposure, for other images in the same dithering sequence in order to have a good relative astrometry between exposures.

If you want to achieve the most accurate photometry, you should stop the data reduction to this point. The following steps include resampling which will as already discussed and even if carefully done, should degrade the intrinsic properties of images.

## 4.2 Projecting the whole mosaic

To this point, all mosaic images should be adequately astrometrically calibrated, and you can now map MEF files to single FITS images using a projection which will also correct from possible pixel area variations near the borders of the field (see the help of MSCPIXAREA). The classical RA-TAN is well suited for small fields; other users may prefer RA-COE. Gaps will appear as constant-value (by default, zero ADU) strips on the “hyper-pixel grid”, reconstituted single image. The task MSCIMAGE performs the projection and the resampling of pixels if required. The rxyscale or general geometry should be efficient in all cases (taking also into account the atmospheric refraction). The optical quality of *WFI* allows a constant pixel scale ( $0.238''$  for  $15 \mu\text{m}$  pixels) all over the FoV with less than 0.1% variation.

---

```

PACKAGE = mscred
  TASK = mscimage

input   =      zero1636*.fits  List of input mosaic exposures
output  = 5634V2,5634V3,5634V4  List of output images
(referen=
          ) Reference image
(pixmap=
          no) Create pixel mask?
(verbose=
          )\_.verbose) Verbose output?

                                \# Resampling parameters
(blank  =
          0.) Blank value
(interpo=
          linear) Interpolant for data
(minterp=
          linear) Interpolant for mask
(fluxcon=
          no) Preserve flux per unit area?
(ntrim  =
          7) Edge trim in each extension
(nxblock=
          2048) X dimension of working block size in pixels
(nyblock=
          1024) Y dimension of working block size in pixels

                                \# Geometric mapping parameters
(interac=
          no) Fit mapping interactively?
(nx      =
          10) Number of x grid points
(ny      =
          20) Number of y grid points
(fitgeom=
          general) Fitting geometry
(xxorder=
          4) Order of x fit in x
(xyorder=
          4) Order of x fit in y
(xxterms=
          half) X fit cross terms type
(yxorder=
          4) Order of y fit in x
(yyorder=
          4) Order of y fit in y

```

DRAFT

```
(yxterms=          half) Y fit cross terms type
(fd\_in  =          )
(fd\_out =          )
(fd\_ext =          )
(fd\_coor=         )
(mode   =          ql)
```

```
Using 'zero16362.fits' for the WCS reference
Creating empty output mosaic 5634V2 ...
Mapping zero16362.fits[im1] to 5634V2 ...
Mapping zero16362.fits[im2] to 5634V2 ...
Mapping zero16362.fits[im3] to 5634V2 ...
Mapping zero16362.fits[im4] to 5634V2 ...
Mapping zero16362.fits[im8] to 5634V2 ...
Mapping zero16362.fits[im7] to 5634V2 ...
Mapping zero16362.fits[im6] to 5634V2 ...
Mapping zero16362.fits[im5] to 5634V2 ...
Creating empty output mosaic 5634V3 ...
Mapping zero16363.fits[im1] to 5634V3 ...
Mapping zero16363.fits[im2] to 5634V3 ...
Mapping zero16363.fits[im3] to 5634V3 ...
Mapping zero16363.fits[im4] to 5634V3 ...
Mapping zero16363.fits[im8] to 5634V3 ...
Mapping zero16363.fits[im7] to 5634V3 ...
Mapping zero16363.fits[im6] to 5634V3 ...
Mapping zero16363.fits[im5] to 5634V3 ...
Creating empty output mosaic 5634V4 ...
Mapping zero16364.fits[im1] to 5634V4 ...
Mapping zero16364.fits[im2] to 5634V4 ...
Mapping zero16364.fits[im3] to 5634V4 ...
Mapping zero16364.fits[im4] to 5634V4 ...
Mapping zero16364.fits[im8] to 5634V4 ...
Mapping zero16364.fits[im7] to 5634V4 ...
Mapping zero16364.fits[im6] to 5634V4 ...
Mapping zero16364.fits[im5] to 5634V4 ...
```

---

It is better to trim some pixels near the borders of CCDs to avoid reflection effects. Now, you can use the DISPLAY task to see the whole field as a single image (be patient, it is sometimes long to load a 300 MB file) with DS9 or Ximtool. Here we have used a simple linear interpolation, which is very quick but presents the important drawback of changing the noise properties of the images. Therefore, you ought to **not follow this example!**

In all cases, you should try the new *sinc interpolation*<sup>2</sup> available in IRAF which keep the properties of noise. The option sinc3 is efficient and not very CPU consuming, and it will limit the “ringing” effect near discontinuities of the images, like dead pixels or cosmic rays, which can disturb the quality and photometry in limited regions. Unfortunately, sinc3 degrades sensitively the photometric accuracy of the resampled image. To preserve it you should use very high sinc orders (in this case, having fixed bad columns is nearly mandatory to avoid important ringing effects). However, as it will be emphasized in the chapter 6, the best is to not resample at all images for doing 1% photometry, and just use MSCIMAGE for deep galaxy imaging where a few percent (“cosmological”) photometry is not critical.

Finally, you can also create the output projected bap pixels maps at this level (\_bpm.pl). These single FITS BPM can be used for the following stacking of exposures.

---

<sup>2</sup>A straightforward linear interpolation has to be used for mscimaging the bad pixel mask.

DRAFT

## 4.3 Photometric homogeneization

### 4.3.1 Matching intensity levels

Each exposure, now resampled as a single image, presents its own sky background. Indeed, due to small airmass and atmospheric changes (from thin cirrus to rain in the worst cases, Moon rise/set, or nautical twilight) from one integration to another in a dithering sequence, background variations occur inevitably. The images to be stacked must therefore be put at a same overall level in order to keep the photometry of your final stacked image. The idea is to use a catalog of stars around which the sky levels will be computed.

The catalog may be the same that the one used for MSCCMATCH, however it is better to choose a rich list of weak and as isolated as possible stars, excluding bright ones (wings could extend in the boxy sky annulus) and too crowded areas. Once you get a good selection, just run MSCIMATCH on the list of dithered exposures, preferably in interactive mode in order to check the consistency of the fit, and delete by hand bad points if necessary. This will compute scaling and zero-point, in other words transparency and sky brightness, of the sky level with respect to the reference image, by default the first one in the sequence. Great care should be taken for the MSCIMATCH step, as a bad intensity matching (see FIG. 14) must degrade the photometric accuracy on the coadded image. Otherwise, keep in mind you should even avoid stacking exposures to do 1% level photometry...

---

```

PACKAGE = mscred
  TASK = mscimatch

input =          v?.fits  List of images
coords =         ad1000  File of coordinates
(bpm =          ) List of bad pixel masks
(measure=       ) Measurement file
(scale =        yes) Determine scale?
(zero =         yes) Determine zero offset?
(box1 =         21) Inner box size for statistics
(box2 =         51) Outer box size for statistics
(lower =        1.) Lower limit for good data
(upper =        INDEF) Upper limit for good data
(niterat=       3) Number of sigma clipping iterations
(sigma =        3.) Sigma clipping factor
(interac=       no) Interactive?
(verbose=       yes) Verbose?
accept =        yes Accept scaling and update images?
(mode =         ql)

```

```

MSCIMATCH:
  Reading region coordinates from ad1000
    1001 coordinates read
  Measuring regions in v1.fits ...
    715 good regions measured
  Measuring regions in v2.fits ...
    742 good regions measured
  Measuring regions in v3.fits ...
    725 good regions measured
  Measuring regions in v4.fits ...
    723 good regions measured
  Measuring regions in v5.fits ...
    744 good regions measured
  Determining scale factors ...
    v1.fits: 1.0000 (0.0000)    0.00 (0.00)
    v2.fits: 0.9874 (0.0012)    1.60 (0.21)
    v3.fits: 1.0113 (0.0016)   -3.92 (0.19)

```

DRAFT

```
v4.fits: 1.0056 (0.0030) -3.41 (0.44)
v5.fits: 0.9992 (0.0021) -4.00 (0.38)
Accept scaling and update images? (yes):
es>
```

The output are the MSCZERO (corresponding to the sky level) and MSCSCALE keywords — linked to the atmospheric transmission, that is to say the photometric quality of the night, which therefore should remain around 1.0 for all exposures. They are added to the headers, and will be used for stacking in order to add comparable background level exposures.

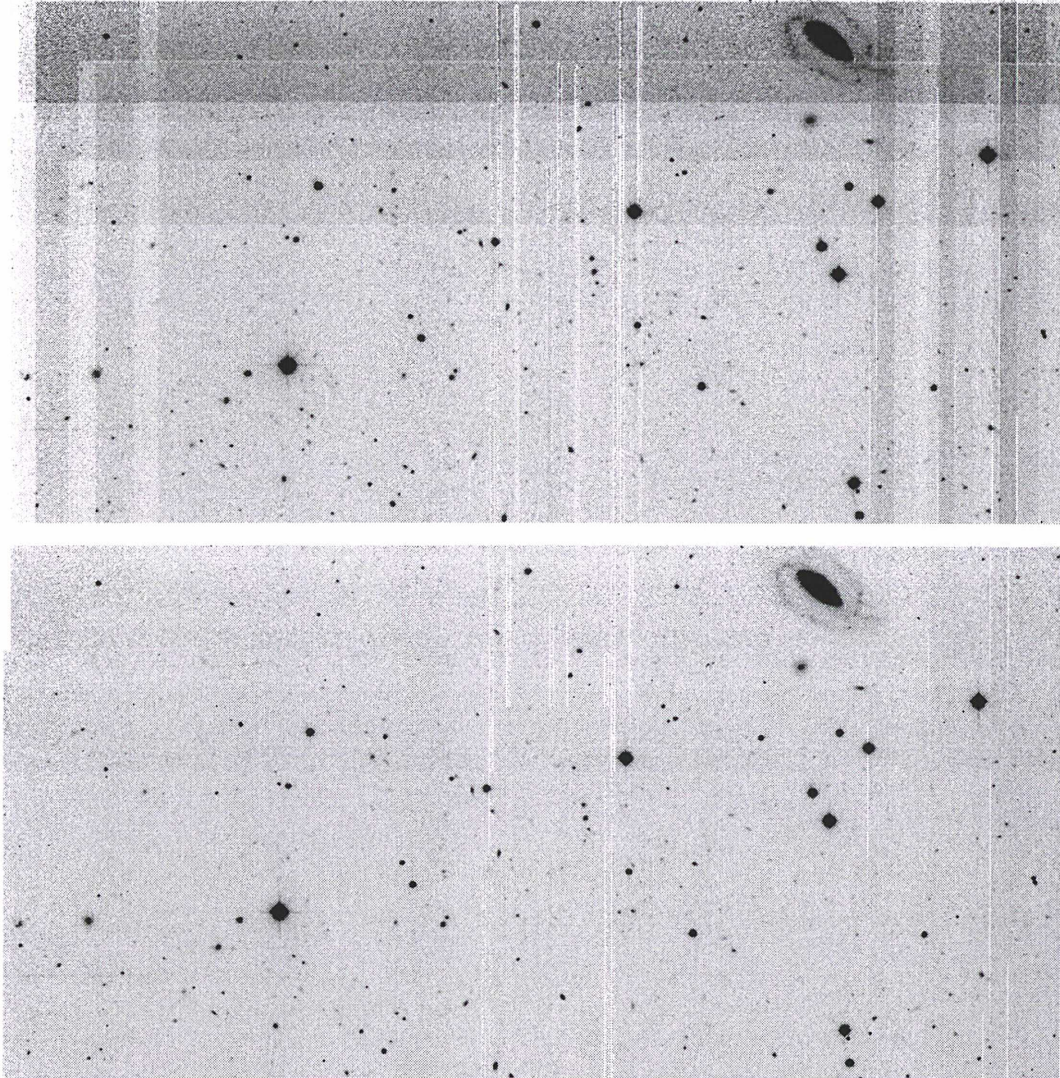


FIG. 14 – Without MSCIMATCH, traces of gaps in the stacked image are obvious (**top**).  
**Bottom** : when the mean levels have been correctly scaled to a reference exposure, gaps should only remain detectable as lower S/N strips.

DRAFT

### 4.3.2 Remaining sky gradients

If you have used only master dome flats, without at least combining them with (twilight and night) sky flats, an illumination correction should be required in many cases, because the light path towards the nearby screen is obviously different from the exposure on the sky. But if despite a careful twilight plus dark flat-fielding it remains large-scale gradients (say, more than 1–2%) on a given field, which do not appear intrinsic to the object — extended galactic envelope or faint optical emission of galactic cirrus are not defects! — it is a sign that something goes “wrong” during at least one of the individual exposures on this field: halo of a naked-eye star located near the FoV, moonlight gradient... or passing clouds. A much worse case occurs when residual, low surface brightness and diffuse inhomogeneities repeat on almost all reduced exposures. This kind of defect shows that there is a problem with the flat field itself, and you have to go back to FLATCOMBINE... Even with a very careful baffling, unwanted scattered light (e.g., from shutter LED encoder in some cameras) in several exposures is indeed probable under some observing conditions.

Possible sky gradients in the twilight flats should however be canceled out if you median both dusk and dawn exposures, by pointing approximately towards the same (elevation and azimuth with respect to the setting/rising Sun) area. Some cases are particularly hazardous, like twilight flats including reflected light from neighbouring domes — it is the case for *WFI* dawn flats which can be polluted by reflections off the aluminated Schmidt telescope building! So, you have to come back to the badly reduced MEF files to correct them, and remove the gradient using the IMSURFIT task:

---

```
es> msccmd
msccmd: imsurfit $input $output xo=2 yo=2 type=resid xm=100 ym=100
Input files (file*): @ngc5634V
Output files: @zerongc5634V
msccmd: q
es>
```

---

(MSCCMD allows to work on individual HDUs of MEF files, considered as input lists)

Next *imarith* the contaminated images by subtracting the smoothed image, but you should consider division by the fit if the error is due to the flat itself. If you want, you can also subtract the background: estimate the mean sky level with several *IMEXAM*, and subtract with *IMARITH*, or try the *MSCSKYSUB* task. But avoid that if you want to use later *DAOphot*.

## 4.4 Coadding individual exposures

Now that you have an astrometrically homogeneous set of frames, you can finally stack them (for each filter) in order to obtain a deeper — because less noisy — image of a field, free of the cosmetic defects thanks to a combination of “good” pixel values. You need to use a common photometric scale for all images, based on the offsets and scalings computed by *MSCIMATCH*. To do this, the simplest way is to take the median of a series of images using the task *MSCSTACK* (equivalent to *COMBINE* in *CCDRED*). Here is a simple example :

DRAFT

---

```

PACKAGE = mscred
TASK = mscstack

input =          5634V*.fits  List of images to combine
output =         3Vngc5634.fits  Output image
(plfile =          ) List of output pixel list files (optional)

(combine=          median) Type of combine operation (median|average)
(reject =          avsigclip) Type of rejection
(masktyp=          none) Mask type
(maskval=          120.) Mask value
(blank =          0.) Value if there are no pixels

(scale =          !mscscale) Image scaling
(zero =          !msczero) Image zero point offset
(weight =          none) Image weights
(statsec=          ) Image section for computing statistics

(lthresh=          1.) Lower threshold
(hthresh=          INDEF) Upper threshold
(nlow =          2) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh =          2) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep =          1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip =          yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma =          0.2) Lower sigma clipping factor
(hsigma =          0.2) Upper sigma clipping factor
(rdnoise=          rdnoise) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain =          gain) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise =          0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(sigscal=          0.1) Tolerance for sigma clipping scaling corrections
(pclip =          -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(grow =          0.) Radius (pixels) for neighbor rejection
(mode =          ql)

```

Sep 8 12:50: IMCOMBINE

```

combine = median, scale = !mscscale, zero = !msczero, weight = none
reject = avsigclip, mclip = yes, nkeep = 1
lsigma = 0.2, hsigma = 0.2
lthreshold = 1.
blank = 0.

```

Images	Exp	Scale	Zero	Offsets
5634V2.fits	219.9	1.000	0.	293 294
5634V3.fits	219.9	1.011	0.	0 294
5634V4.fits	219.9	1.036	0.	0 0

```

Output image = 3Vngc5634.fits, ncombine = 3

```

---

DRAFT

Observe carefully the resulting image, in particular the corners of the fields and the ex-gaps areas. If some stars are elongated or present discontinuities (e.g. a few pixels jump), there was a problem during MSCCMATCH and you have to rerun with a richer or more accurate astrometric catalog. As a matter of fact, as it is only the relative astrometry which is important for the coaddition, you can use a catalog of extracted sources on a chosen reference image. Then, and as already said, it is clever to use this output catalog — SExtractor provides `X_` and `Y_WORLD` for every detected source — as in input astrometric reference for the other images in the dithering sequence. If the ex-chips are visible due to differences in the sky levels, rerun MSCIMAGE with another “photometric” catalogues to compute new coefficients.

The median is a very robust choice in all cases, however, taking the average of dithered images with an efficient rejection algorithm should be less noisy. Note that the *effective* exposure time of the stacked image is not the sum of individual integrations, i.e. not the *total* exposure time. Moreover, do not forget that the gain (resp. RON) value for the averaged exposure of  $N$  images has to be multiplied by a factor  $N$  (resp.  $\sqrt{N}$ ). For the clipping algorithm, you just want to reject bad values, but not the good ones, so take care to the choice for the thresholds! In particular, if the seeing (or the focus...) has strongly varied during a dithering sequence, you should use high (say  $5\sigma$  or more) rejection values in order to not artificially alter the PSF.

In addition to changes within a given pattern (due to real external seeing variations, dome turbulence or defocusing which should be check out), the PSF can also present some abrupt variations from one chip to the other, because of tiny differences between chips in the *WFI* focal plane, up to  $\sim 80 \mu\text{m}$  whereas in a given *WFI* chip, the flatness is better than  $10 \mu\text{m}$  peak to peak. Some mechanical flexure occurs for high hour angles in some telescopes, particularly towards the NW where 2.2-*WFI* is not balanced. This creates some astigmatism which may modify the PSF during a long dithering sequence during which the first exposure is integrated near the meridian while the last one is taken at high zenithal distance.

Here are some possible choices for the rejection algorithms available within MSCSTACK:

- `minmax`: the simplest algorithm, particularly quick and efficient, but it rejects also  $n$  “good” values at each point. You should try the average *plus* mini-maxi rejection if you have a lot of images and losing one or two values per pixel does not matter;
- `crreject`: useful to reject abnormally high pixel values, like radiation events (`cr` stands for cosmic rays even if many of them are of terrestrial origin) and hot pixels;
- `ccdclip`: the most efficient when values of the gain and read-out noise are known;
- `sigclip`: reject values above  $A\sigma$  times the mean/median;
- `avsigclip`: complex algorithm which works well even with only 3 images. It is not always easy to choose the adequate threshold: too low rejection thresholds create horizontal lines of bad S/N, whereas too high values keep traces of cosemics and satellites.

To this final point, if you have performed each one of the reduction steps painstakingly, you should in the ordinary course of things, obtain a beautiful<sup>3</sup>, deep final image ready for source extraction!

---

<sup>3</sup>Note eventually that saturated stars with bleed trails can be removed to obtain “picture-book” perfect images, using the new `saturate` and `bleed` parameters of CCDPROC.

DRAFT

## Chapter 5

# Recapitulation of reduction steps

### 5.1 The instrumental signature

You have acquired a lot of mosaic CCD data. You read dozens of files from DAT, Exabyte, or DLT using home-made scripts, or the `RFITS` IRAF task. Now, the purpose is to obtain an image as clean as possible, i.e. without CCD artifacts, departing from the *raw* file.

$$obj = QE^{-1}(raw - bias - dark) - sky(1 + fringe) \quad (5.1)$$

where *dark* is a time-scaled master dark frame, debiased with a 2-D offset level frame *bias*.

The task `CCDPROC` manage in a highly-automated manner all the reduction steps for both the calibration and objects frames. Actually, as an extension of the `CCDPROC` version in `CCDRED`, it could have been called `MSCPROC`! The following reduction steps suppose that all image types are recognized (insure it with `ccdtype`), otherwise treat separately on lists of images. The `XCOMBINE` tasks are normally well automated to mix together only the “compatible” type of frames, and after obtaining a master calibration image you should run the corresponding reduction process with `CCDPROC` which is also supposed to treat only the required images. Note that you can put several corrections to yes to process science frames all at once, but this will be a little bit more time-consuming (IRAF having to check the image headers) than reducing the data step by step. In the steps described below, check all hidden parameters with `lpar` before running the task.

Step	Mandatory?	Task	Usage
Cross-talk	Yes for some mosaics but useless for <i>WFI</i>	XTCOEFF	<code>xtc * Xtlk @vct @src xtalkcor @in @out xtalk=Xtlk</code>
Bad pixels	Theoretically no, but use- ful for sinc resampling	FIXPIX	<code>fixpix * ccdproc * fixpix+ (and xtalk+)</code>
Debiasing	No if overscan suffices Yes if 2-D structures $\exists$	ZEROCOMBINE	<code>zer bia* Zero median ccdproc * over+ trim+ zero+</code>
Dedarking	No for short exposures Yes for very deep images	DARKCOMBINE	<code>dar drk* Dark median ccdproc * dark+</code>
Dome flats	No, in general but are easy to take and useful for <i>I/Z</i>	FLATCOMBINE	<code>fla dom* dFlat median ccdclip ccdproc * flat+</code>
Twilight flats	Yes in allmost cases	FLATCOMBINE	<code>fla twi* Flat median ccdclip ccdproc * flat+</code>
Super flats	Yes, in general to remove chip-to-chip gain varia <sup>o</sup>	SFLATCOMBINE	<code>sfl obj* Sflat median ccdclip ccdproc * sflat+ (last pass)</code>
Defringing Ghost pupil	Yes in the <i>I</i> & <i>Z</i> bands No for <i>WFI</i> yes for NOAO	RMFRINGE RMPUPIL	<code>rmf @frng @defrng Fri inter+ rmpupil @in @out pupil.fits</code>

If you are a little bit confused by these steps, see `CICADA Pipeline V1.0`, figure 5 for the schematic representation of reduction steps for the australian *Wide Field Imager* ([http://www.ast.cam.ac.uk/AA0/local/www/cgt/wfi/wfi\\_pfu.html](http://www.ast.cam.ac.uk/AA0/local/www/cgt/wfi/wfi_pfu.html)).

For all the XCOMBINE tasks, we have indicated to use the median. This choice is robust to remove cosmics and other artifacts, but noisier than an average with appropriate rejection. If something goes wrong, reinspect the calibration frames with attention. E.g. for bias, may be you have used “bad” bias due to transient electrical phenomena, for instance the first exposures of an observing session (it’s better to take 2 or 3 bias in the afternoon to “clean out” the instrument, and do not use these ones in the master bias).

Concerning flats, very special cases occur, for example scattered light from bright stars located on the tracker chip. Filters holders may add vignetting which could be difficult to remove on the outermost areas of the field. Some LEDs may create a low illumination...

Explore the FITS headers to check that the reduction process is complete (the max information should be given in). And check also *a posteriori* the quality of the night using the meteo monitor, e.g. for La Silla <http://www.lis.eso.org/lasilla/dimm/meteo/>, and compare in particular the seeing quoted on the observing log with the value indicated by the seeing monitor. A clear correlation should exist, at least, but monitor values are generally lower than the true seeing measured on images, due to instrumental turbulence, bad focus and/or autoguiders, high-airmass pointings (where the pointing becomes difficult due to non negligible differential atmospheric effects between the guide star and the mosaic)...

To analyse single exposures, you should remove a part of “cosmic” hits using the COSMICRAYS task in IRAF, which is efficient for one- or two-pixel radiation events, after some trials for the cuts. To characterize the cosmic ray sensitivity, it is interesting to use dark frames. An abnormally high events rate may be caused by a radioactive dewar window.

## 5.2 Astrometry and stacking

Step	Mandatory?	Task	Usage
WCS 0-point	No only if TCS is very accurate	MSCZERO	<code>mscz @mef (and click a star)</code>
Astrometry	Yes to have correct $\alpha$ & $\delta$ on all CCDs	MSCMATCH	<code>msccma @field1 field1.usno</code>
Projection	No if 1% photometry is to be achieved	MSCIMAGE	<code>mscimag @mef @img interp=sinc3</code>
Background scalings	Yes for stacking in the next step	MSCIMATCH	<code>mscimatch @img cat</code>
Coaddition	Yes when deep images are needed	MSCSTACK	<code>mscstack @img1 Img1 mask=good</code>

DRAFT

## Chapter 6

# Beyond the reduction...

### 6.1 Photometric standards

It is difficult to observe efficiently photometric standards with mosaic detectors, first because it is time consuming for many cameras due to long read-out times — any deadtime being difficult to accept with the high demand for such instruments<sup>1</sup>. Moreover, most classical standard fields like the commonly used Landolt selected areas do not present a sufficiently dense “coverage” of the mosaic. Sometimes, only a few chips have more than 3 or 5 stars on them, which is a statistical minimum sample to provide photometric coefficients.

The situation is getting better thanks to the work of Peter Stetson, for example SA98 which offers now an excellent coverage for 6 of the 8 *WFI* chips (see FIG. 15). Dozens of standards spread over a given chip obviously give a better determination of the photometric zero-points and colour terms, and because imperfections in the flat-fielding give rise to errors up to a few percents depending on position within the mosaic (Manfroid et al. [2001]).

The focus for standards does not need to be accurate, it is even a common practice to defocus the telescope to avoid saturation of bright standards (in particular for large diameter telescopes). You can also perform photometric measurements on standard and science exposures even with bad guiding. Autoguiders should normally provide an excellent tracking, even with periodic errors in the  $\alpha$  drive motor, e.g. 240s for *WFI*). Furthermore, the seeing is generally worse at dusk because of thermal turbulence, so take as many standards as possible during dusk until the ambient temperature in the dome (and the changing focus with the serrurier temperature) has reached a certain equilibrium.

Therefore, you can “win” precious minutes by taking standards field during the nautical twilight, you don’t need a perfectly dark sky to perform 15–30s exposures. The ideal being to observe — with such exposure times in order to smooth atmospheric scintillation effects — regularly, say every pair of hour, standards from the zenith to airmasses around 2 or more. Note that for such short standard exposures, it is useless to include a dark correction (moreover, even if thermal signal is present, it will be taken into account by the determination of the sky value on the image).

When integrating on standard fields, take into account the systematic shutter error ( $-0.034$ s for *WFI*) and an additional shutter-time correction inherent to short exposures. The correction (see the “*WFI user manual*”, §2.2.1) has to be applied to the EXPTIME keyword. It is less than 1% for 8 s exposures on *WFI*, i.e.  $-0.08$  s, thus a global delay of  $\simeq -0.1$  second for typical  $\sim 10$  seconds standard exposures (1% error, small but non negligible). In addition, due to a finite opening and closing time, the shutter delay pattern has to be taken into account for particularly short standard integrations.

---

<sup>1</sup>Today, many observing runs with mosaic imagers can be prepared in advance using observing blocks (OBs). This strategy should reduce at maximum the dead time between exposures, and it can be very useful indeed to take in the best way the standards needed.

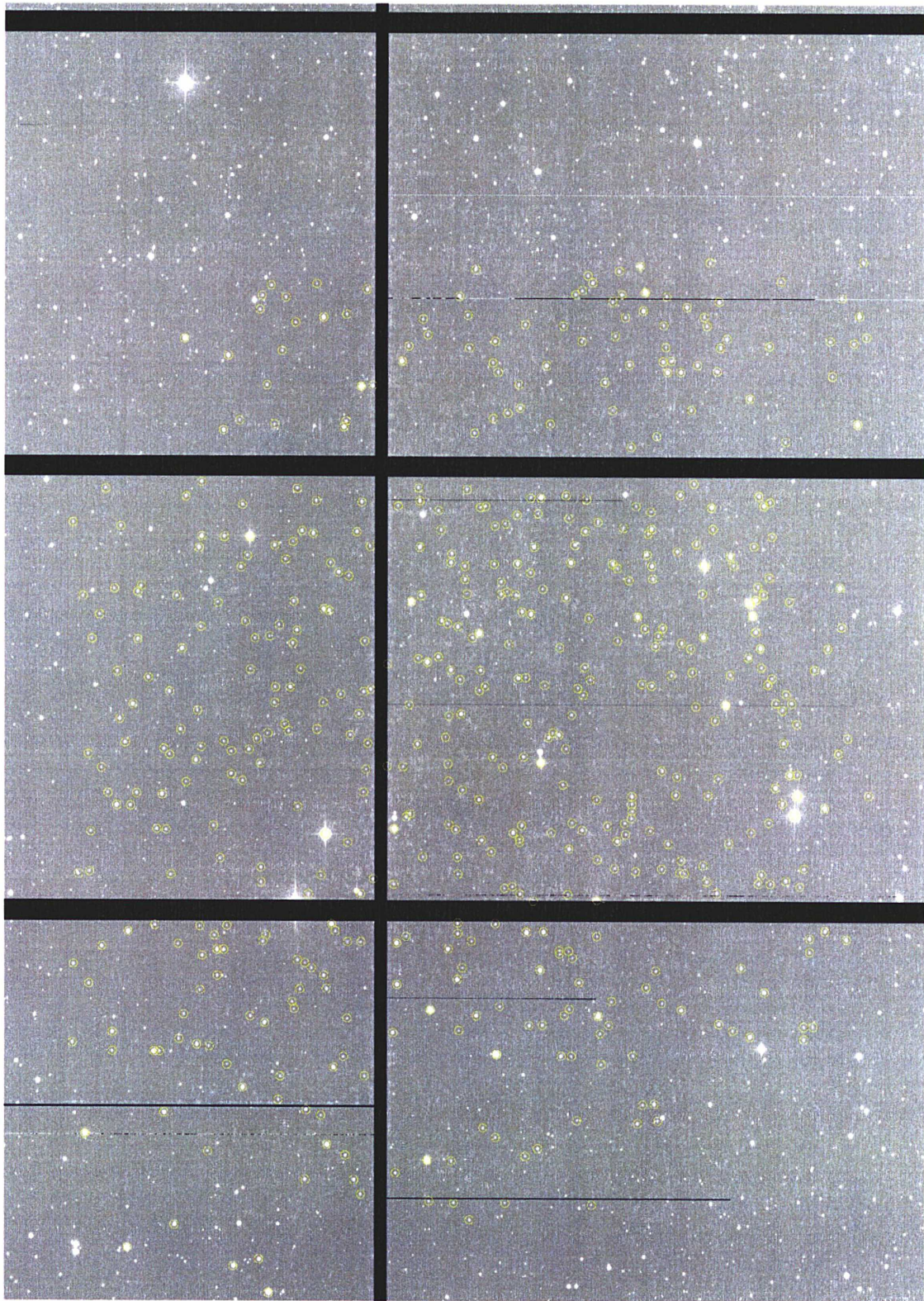


FIG. 15 – *New standards added by P. Stetson in the Landolt selected area #98, covering 6 out of 8 WFI chips.*

To list the filenames, non-shutter error corrected exposure times and airmasses (at the start of exposures) of Landolt Selected Area 98 images, try:

---

```
es> hselect sa98*fits ORIGFILE,EXPTIME,AIRMSTAR
boolean expression governing selection (EXPTIME<=9.9): FILTNAME=="B"||FILTNAME=="V"
```

---

For a discussion on relative and all-sky photometry with mosaics, take a look at <http://www.physics.nau.edu/~pmassey/Mosaicphot.html> and <http://www.lowell.edu/users/massey/phot.html> as well as the NOAO Newsletter #59 (September 1999).

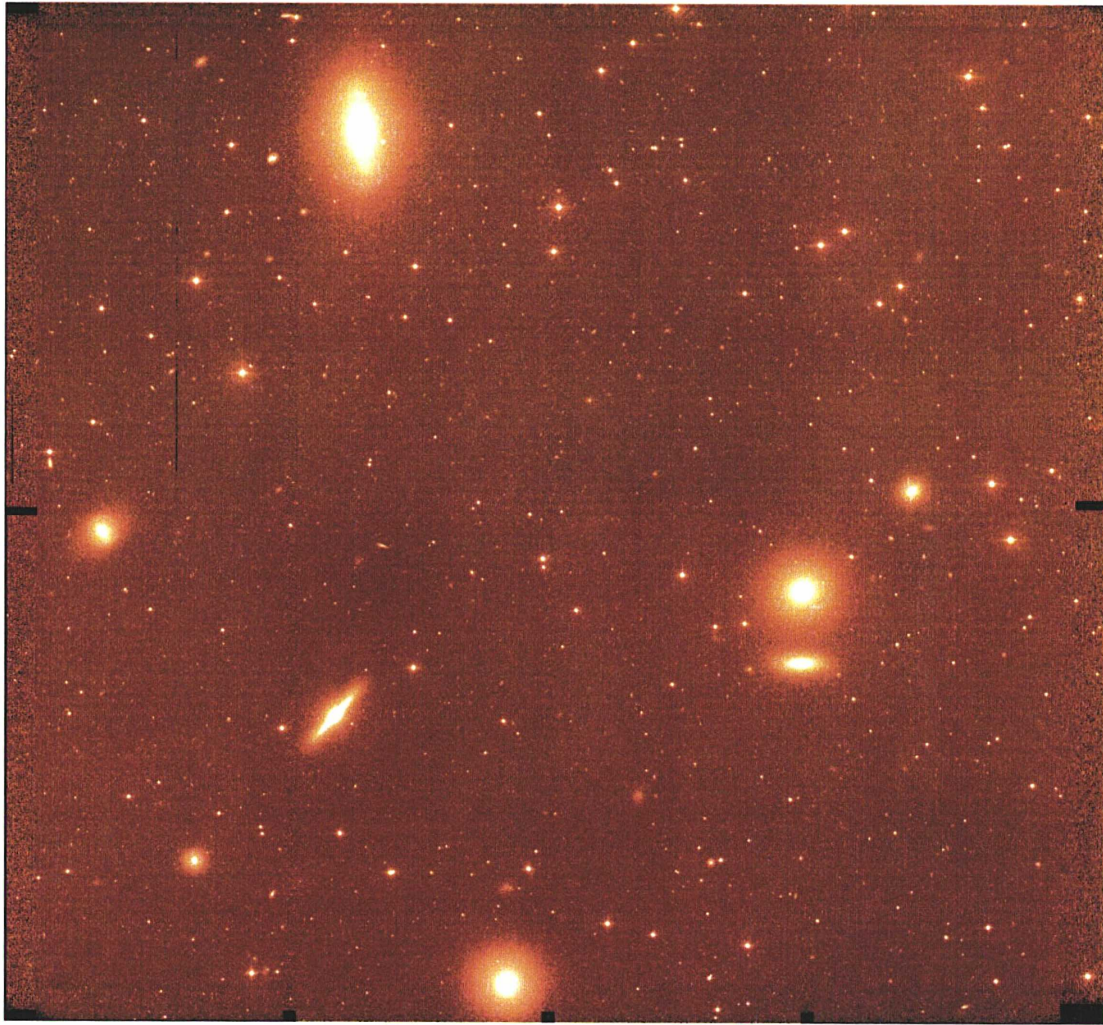
## 6.2 PSF photometry with mosaics

PSF are generally well sampled with many mosaic cameras and the typical seeing conditions at observatories: arc or subarcsec turbulence with pixel size in the range  $0''.2$ – $0''.25$  for classical  $15\ \mu\text{m}$  picture elements. For *WFI*, big image quality improvements — thermal circulation, consolidation of main mirror support to limit position-dependent astigmatism, and even white-painted road behind the 2.2 building to lower turbulence due to a hot asphalt! — allow to reach sometimes  $0.6''$ , particularly in the red bands. It is easy to check on-the-fly the quality of your images just after they have been taken, using the **Pick Object** in the **View>** menu feature of the Real Time Display, based on Skycat. Pick up only well isolated, not too exposed stars to estimate the FWHM. Taking several focus sequences during a night of good external seeing, in particular when pointing and temperature change continuously, is never a loss of time for wide-field cameras... Automatic focus offsets can efficiently be applied with *DAISY+* when changing filters (see pages 5–6 and table 2 of *WFI Observers' Cookbook* for details).

Almost all broad-band imagery runs are photon-noise limited even for barely short exposure times, but deep medium- and narrow-band observations are often limited by the read-out noise of CCDs. Actually, some instruments like *WFI* provide two modes of read-out: a quick read-out time of 30 s with  $\sim 5\ e^-$  RON, or a slow (a few minutes) read-out time but with a lower ( $2$ – $3\ e^-$  only) read-out noise. With such low read-out noise and time, dividing long, single integrations into shorter, dithered exposures provide nearly the same signal-to-noise with a small additional overhead.

Nevertheless, and as previously emphasized, if you need to use PSF-fitting software, it is better to avoid working with the stacked exposures, and use only single integrations (see the excellent introduction on PSF fitting by P. Stetson on [nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Stetson/frames.html](http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Stetson/frames.html)).

To be continued...



*Result of the stacking of 5 individual images (compare with the single reduced exposure on cover).  
Gaps have been filled in, but they remain perceptible as lower S/N strips, as well as the borders.*

# Bibliography

- [] Here are some articles which should be of interest for the reader.
- [1995] Abbott, T. M. C., & Warmels, R. H. 1995, *ASP Conf. Ser. 77 (ADASS IV)*  
*CCDs at ESO: A Systematic Testing Program*
- [1995] Andersen M.I., Freyhammer L., & Storm J. 1995, in *Calibrating and Understanding HST and ESO instruments, ESO Conference and Workshop Proceedings 53, 87*, ed. P. Bienvenuti
- [1999] H. Bruntt, S. Frandsen, H. Kjeldsen, & M.I. Andersen 1999, *A&AS 140*, 135  
*Strömgren photometry of the open clusters NGC 6134 and NGC 3680*
- [2000] Bushouse, H., Dickinson, M., & van der Marel, R. P. 2000, *ASP Conf. Ser. 77 (ADASS IX)*  
*Residual Bias Removal in HST NICMOS Images*
- [1996] Chromey, F. R., & Hasselbacher, D. A. 1996, *PASP 108*, 944  
*The Flat Sky: Calibration and Background Uniformity in Wide-Field Astronomical Images*
- [2000] Dalcanton, J. J., & Bernstein, R. A. 2000, *AJ 120*, 203  
*A structural and dynamical study of late-type, edge-on galaxies.*  
*I. Sample selection and imaging data.*
- [1994] Gilliland, R. L. 1994, *ApJL 435*, L63  
*Stellar Photometry including saturated images: results on M67 with WFPC2*
- [1992] Howell, S. B. (Ed.) 1992, *ASP Conf. Series 23*  
*Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*
- [1996] Manfroid, J. 1996, *A&AS 118*, 391  
*On CCD standard stars and flat-field calibration*
- [2001] Manfroid, J., Royer, P., Rauw, G., & Gosset, E. 2001, in *ASP Conf. Ser. 238, Astronomical Data Analysis Software and Systems X*, Harnden, Primini & Payne ed., 373  
*Correction of Systematic Errors in Differential Photometry*
- [1999] Melnick, J., Selman, F., & Quintana, H. 1999, *PASP 111*, 1444  
*Sky Subtraction for Deep Surface Photometry of the Intergalactic Light from Clusters of Galaxies*
- [2000] Sørensen, A. N. 2000, ESO technical document  
*Evaluation of the MAT/EEV CCD 44-82 ser. no. 8171-1-1 "Ringo"*
- [1993] Tyson, N. D., & Gal, R. R. 1993, *AJ 105*, 1206  
*An exposure guide for taking twilight flatfields with large format CCDs*

Many interesting technical notes and reports are available for the WFPC2 mosaic camera on board of Hubble Space Telescope, see [http://www.stsci.edu/instruments/wfpc2/wfpc2\\_bib.html](http://www.stsci.edu/instruments/wfpc2/wfpc2_bib.html)

The CCD World mail archive <http://www.not.iac.es/CCD-world/>

