RD-2 RTIGE-OPM-YB-02.05 Amas ouverts

Yannick Boissel

8 décembre 2011

Table des matières

I Méthode **2**
0.1 Ajouts depuis la version 4 . . . 3

1 Introduction **4**

2 Contenu **5**
2.1 Contenu de l'archive . . . 5
2.1.1 Dossier HR . . . 5
2.1.2 Dossier Massmax . . . 6
2.1.3 Dossier Modeles_amas . . . 6
2.1.4 Dossier "Références" . . . 6

3 Méthode de simulation **7**
3.1 Amas de référence . . . 7
3.2 Catalogue simulé des amas ouverts . . . 8
3.3 Résumé . . . 8
3.4 Distribution de masses et positions . . . 8
3.4.1 Méthode pour les amas avec ségrégation de masse . . . 8
3.4.2 Méthode pour les amas sans ségrégation de masse . . . 11
3.5 Étoiles mortes . . . 11
3.5.1 Naines blanches . . . 11
3.5.2 Étoiles à neutrons et trous noirs . . . 11
3.6 Paramètres stellaires . . . 12
3.7 Faire évoluer les étoiles . . . 12

4 Couleurs et luminosité **13**
4.1 Luminosité . . . 13
4.2 Couleurs . . . 14
4.3 Magnitudes apparentes . . . 14
4.4 Extinction . . . 14
4.5 Autres domaines de longueur d'onde . . . 14
4.6 Etoiles indiscernables . . . 15

II Journal de bord **16**
4.7 Catalogue des amas ouverts de la Galaxie . . . 17
4.7.1 Quoi simuler ? . . . 18
4.7.2 Mélanger avec le modèle de Fux . . . 28
4.8 Journal de bord . . . 28

Première partie

Méthode

0.1 Ajouts depuis la version 4

Nouveau catalogue d'amas ouverts construit à partir du modèle de galaxie de Françoise Combes et Paola DiMatteo. Il figure désormais dans l'archive "Milieu interstellaire". Voir documents "Étoiles du champ" et "Milieu interstellaire". Cette archive ne contient donc que les infos pour simuler un amas ouvert. Pour l'instant, les modèles d'amas ne proposent que 2 masses totales différentes. Mais il va nous en falloir 5 à l'avenir, car le catalogue d'amas ouvert en donne 5. Voir document "Milieu interstellaire".

Chapitre 1

Introduction

La méthode de simulation des amas ouverts est presque la même que celle utilisée pour les amas globulaires. La seule différence apparaît dans les amas de référence : on a ici des amas avec et sans ségrégation de masse. Dans le second cas, la méthode de simulation des positions et masses des étoiles est légèrement différente.

Dans l'archive, on trouve 11 catalogues simulés d'amas ouverts constituant la fraction de masse étoiles des particules hybrides gaz/étoiles du modèle de galaxie ; des cubes de données pour les paramètres stellaires et les fichiers de données permettant la simulation de positions et de masses de 8 amas de référence.

Chapitre 2

Contenu

2.1 Contenu de l'archive

2.1.1 Dossier HR

Dans le dossier 'HR', on trouve pour 6 métallicités, les 6 métallicités que l'on peut trouver dans le catalogue simulé d'amas ouverts (z dans le nom des fichiers), 4 fichiers différents :

- **'RTIGE_2011_HRcube_z#.dat' :** Ce fichier est constitué de 354 tableaux 100x100 au format entier 16 bits. Les tableaux sont écrits à la file, séparés par un #. Chaque tableau est un diagramme H-R calculé pour un âge donné : il ne contient qu'une seule isochrone, la formation stellaire étant pour l'instant ignorée. Pour chaque tranche, l'origine est en haut à gauche, et les abscisses sont écrites verticalement de haut en bas, les ordonnées horizontalement de gauche à droite (les tableaux sont tournés de 90°).

  En ordonnées on a le log10 de la température, en $log10(K)$, croissant de bas en haut, de 3.3 à 4.7, et en abscisse, on a le log10 de la luminosité en bande V, en $log10(L_\odot)$, croissant de gauche à droite, de -4.0 à 6.5.
  Chaque case donne le log10 de la proportion d'étoiles sur 1 million, fois 1000, ayant ce couple $(log10(L_V), log10(Te))$. Ces valeurs sont donc comprises entre 0 et 6000. Si les diagrammes HR sont donnés avec des nombres relatifs d'étoiles dans une unité si étrange, c'est parce que cela m'a permis de les enregistrer au format entier 16 bits, en perdant peu d'information, produisant ainsi des fichiers les plus légers possible.
  Les 354 tableaux correspondent à 354 âges, espacés de 0.01 dans l'unité $log10(annees)$, de 6.6 à 10.12.

- **'RTIGE_2011_star_params_z#.dat' :** Ce fichier est constitué de 15 tableaux 100x100 au format float 64 bits. Les tableaux sont écrits à la file, séparés par un #. Il s'agit de cartes de paramètres stellaires, correspondant aux diagrammes HR. Pour chaque tranche, l'origine est en haut à gauche, et les abscisses sont écrites verticalement de haut en bas, les ordonnées horizontalement de gauche à droite (les tableaux sont tournés de 90°). Ainsi, pour chaque case de diagramme HR, on dispose de 15 paramètres stellaires en plus de la température et de la luminosité. Ces paramètres stellaires sont dans l'ordre :

  0. log10(Luminosité bolométrique) en $log10(L_\odot)$
  1. log(gravité) en $log10(cm.s^{-2})$
  2. masse stellaire en $M_\odot$
  3. rayon stellaire en $R_\odot$
  4. magnitude absolue en bande U
  5. magnitude absolue en bande B
  6. magnitude absolue en bande V
  7. magnitude absolue en bande R

8. magnitude absolue en bande I
9. magnitude absolue en bande J
10. magnitude absolue en bande H
11. magnitude absolue en bande K
12. couleur normalisée : rouge
13. couleur normalisée : vert
14. couleur normalisée : bleu

– **'RTIGE_2011_lcmap_z#.dat' :** Ce fichier contient les classes de luminosité des étoiles situées dans les cases de diagramme HR. Il y a 100x100 chaines de caractères, le tableau est orienté dans le même sens que les diagrammes HR et les cartes de paramètres stellaires.

– **'RTIGE_2011_spcmap_z#.dat' :**Ce fichier contient les classes spectrales des étoiles situées dans les cases de diagramme HR. Il y a 100x100 chaines de caractères, le tableau est orienté dans le même sens que les diagrammes HR et les cartes de paramètres stellaires.

2.1.2 Dossier Massmax

Ce dossier contient 3 fichiers **'RTIGE_2011_massmax_z#.dat'**, pour chaque métallicité, donnant pour chacun des 354 âges (dans l'unité log10(années)) la masse maximale des étoiles vivantes (en $M_\odot$).

2.1.3 Dossier Modeles_amas

Dans ce dossier il y a 16 fichiers. Pour chacun des 8 amas de référence (*voir* (3.1)), on trouve deux fichiers :

– **'multiparam_OC#_seg(ou noseg).dat'**
Dans ce fichier, il y a 3 colonnes :

1. Indice de la classe de masse
2. Nombre d'étoiles dans cette classe de masse
3. Masse d'une étoile dans cette classe de masse en $\mathbf{10^6 M_\odot}$ (identique pour toutes les étoiles d'une classe de masse)

– **'multidens_OC#_seg(ou noseg).dat'**
Dans ce fichier, il y a 3 colonnes :

1. Indice de la classe de masse
2. Distance R d'une étoile au centre de l'amas en **pc**
3. Densité volumique d'étoiles à la distance r du centre de l'amas, en $\mathbf{10^6 M_\odot.pc^{-3}}$

Dans le nom des fichiers, seg ou noseg indique si la ségrégation de masse est prise en compte ou non et # représente le numéro de l'amas de référence (de 1 à 4). (Voir paragraphe 3.1).

2.1.4 Dossier "Références"

Il contient les publications auxquelles je fais référence dans ce document.

Chapitre 3

Méthode de simulation

La méthode de simulation des amas ouverts est calquée sur celle utilisée pour les amas globulaires :
- Un catalogue et un modèle de galaxie donne les positions, vitesses, âges, métallicités, magnitudes d'une population simulée d'amas ouverts couvrant tout le disque galactique. Voir document "Milieu interstellaire".
- A chacun de ces amas doit être attribué un amas de référence.
- Pour chaque amas de référence, on a la distribution de positions et de masses des étoiles qu'il abrite.
- Pour chaque métallicité, et pour chaque amas de référence, on a les paramètres stellaires pour n'importe quel âge dans des fichiers.

3.1 Amas de référence

Afin de modéliser des amas de référence, j'ai utilisé un catalogue des amas ouverts connus : celui utilisé par le projet Gaia. J'ai ensuite trié les amas ouverts selon les trois critères qui seront visibles pour l'utilisateur du logiciel : la masse totale (et donc le nombre d'étoiles), la concentration centrale, et l'âge (la couleur et la luminosité des étoiles). Dans le journal de bord, j'explique les étapes du raisonnement qui a aboutit à un classement des amas dans quelques grandes catégories. Celles-ci sont données dans le tableau suivant :

On a pris en fait deux masses différentes pour représenter de petits et de gros amas, et deux concentrations centrales différentes, pour montrer ce phénomène. En effet, à l'oeil, on voit si le centre d'un amas est dense ou non, mais on ne fera pas la différence entre deux densité différentes mais très proches : utiliser deux cas, le cas dense, et le cas peu dense suffisent.

L'âge d'un amas joue sur la couleur et la luminosité de ses étoiles, mais aussi sur le nombre d'étoiles qu'il contient : un amas se vide au cours du temps à cause des forces de marées de la galaxie. Egalement, le facteur temps joue pour ce qui est de la ségrégation de masse : les étoiles les plus lourdes se rassemblent peu à peu au centre de l'amas. Le premier effet sera modélisé avec l'évolution des données selon l'âge, comme on le fait pour les amas globulaires et les étoiles de champ. Le second sera simulé lorsqu'on travaillera sur la dynamique de la Galaxie. Le troisième effet est mal connu aujourd'hui, et ne peut donc pas être montré aisément. C'est pourquoi nous allons prendre des amas de référence qui

ID	c	M	rc
		$M_\odot$	pc
1	0.3	250	3
2	0.3	2000	3
3	0.8	250	3
4	0.8	2000	3

TABLE 3.1 –

ont été simulés indépendamment de leur âge. Pour l'instant l'âge des amas ne sera donc vu que par l'évolution des étoiles.

Chacun de ces 4 amas a été simulé avec et sans ségrégation de masse. Cela nous fait donc 8 amas de référence, à répartir de façon aléatoire, suivant une loi uniforme, entre toutes les positions où doit se trouver un amas ouvert dans le disque galactique (voir section suivante). Les amas avec ségrégation de masse sont numérotés de 1 à 4, les amas sans ségrégation de 5 à 8, en reprenant les mêmes paramètres que les 4 premiers (dernière colonne du fichier 'RTIGE_2011_OC_catalogue.dat').

3.2 Catalogue simulé des amas ouverts

Suivre les instructions du document "Milieu interstellaire" pour utiliser le catalogue des amas ouverts.

3.3 Résumé

Voici les étapes de la simulation d'un amas ouvert, dans les grandes lignes :

1. Tirer aléatoirement l'un des 4 modèles d'amas pour chaque amas à simuler, et choisir aléatoirement la présence ou non de ségrégation de masse.
2. Simuler la distribution de masses et positions.
3. Augmenter la résolution en masse de l'amas.
4. Pour l'âge de l'amas (lu dans le catalogue), repérer les étoiles qui doivent être mortes et leur associer la masse du
résidu.
5. Lire le diagramme HR correspondant à l'âge et la métallicité de l'amas et les cartes de paramètres associées.
6. Repérer les cases non-vides sur le diagramme HR.
7. Chercher la masse de chaque étoile dans les cases de la carte de masse correspondant à des cases non-vides sur le diagramme HR.
8. Associer à chaque étoile le $log10(Te)$, le $log10(L_V)$ et les autres paramètres correspondant à la case trouvée.

3.4 Distribution de masses et positions

On utilise le Modèle de King (King 1962) pour la distribution de positions des étoiles de masse unique. Puis on utilise la distribution de masse de Salpeter (Salpeter 1955) pour donner une masse différente à chaque étoile. Dans la deuxième étape, on peut ajouter la ségrégation de masse : les étoiles les plus lourdes sont au centre de l'amas. Ces deux étapes dépendent de la masse totale $M_\odot$, de la concentration centrale $c = \log Rt/Rc$, de la dispersion de vitesses σ_V $(km.s^{-1})$ et du rayon de coeur Rc (pc). Paola DiMatteo a utilisé ces équations afin de produire les fichiers 'multiparam_NGC#.dat' et 'multidens_NGC#.dat'.

On dispose de 4 modèles d'amas ouverts avec ou sans ségrégation de masse, soit 8 modèles, à répartir aléatoirement aux amas du catalogue simulé. Pour les amas avec ségrégation de masse la méthode est identique à celle utilisée pour les amas globulaires. Pour les amas sans ségrégation de masse elle est un peu différente.

3.4.1 Méthode pour les amas avec ségrégation de masse

Je vais décrire la méthode pour simuler des positions et masses d'étoiles dans la totalité de la sphère de l'amas. Il faudra l'adapter afin de ne simuler que la portion visible de l'amas (voir *paragraphe* 3.4.1).

1. Tirer aléatoirement l'amas de référence à utiliser pour un amas donné.
2. Repérer dans le fichier "multiparam" les indices c_i, les nombres d'étoiles $nb_{etoiles}$ et les masses des étoiles m_{classe} des 39 classes de masse. Le pas en masse est de 0.5 $M_\odot$.
3. Il faut simuler chaque classe de masse séparément. En choisir une en lisant les lignes concernées dans le fichier "multidens".
4. On lit ainsi un certain nombre de valeurs de la distance r correspondant à une densité volumique $\rho(r)$ définie comme :

$$\rho(r) = dM/dV \tag{3.1}$$

dV étant un élément de volume de l'amas. L'amas étant approximativement une sphère on peut écrire que $dV = 4\pi r^2 \Delta r$ et donc on peut convertir $\rho(r)$ en la masse totale d'étoiles de la classe de masse c_i qui est répartie sur une surface de sphère de rayon r :

$$dM(r) = 4\pi r^2 \Delta r \rho(r) \tag{3.2}$$

Δr est l'écart entre deux valeurs de r dans le fichier "multidens". Paola DiMatteo l'a définit comme : $\Delta r = 5 \times 10^{-3} \times r_C$ avec r_C le rayon de coeur de l'amas (voir *tableau* 3.1).
Comme pour une classe de masse donnée, toutes les étoiles ont la même masse m_{classe}, on peut changer ce dM en dN, le nombre total d'étoiles de la classe de masse c_i qui est répartie sur une surface de sphère de rayon r :

$$dN(r) = 4\pi r^2 \Delta r \rho(r) \times \frac{1}{M_{classe}} \tag{3.3}$$

Cette surface de sphère de rayon r est en fait une coquille d'épaisseur Δr. Δr étant petit devant la taille de l'amas, on peut considérer une simple surface.
Le point 4. consiste donc à convertir $\rho(r)$ en $dN(r)$ pour une classe de masse donnée et pour un amas donné.
5. Maintenant que l'on a le nombre d'étoiles suivant r, il reste à tirer aléatoirement les étoiles. Pour la classe de masse considérée, repérer la valeur maximale R_{max} de r dans le fichier, et la valeur maximale dN_{max} de dN.
6. L'algorithme de tirs aléatoires d'étoiles peut s'écrire comme suit :

$i = 0$
while $i < nb_{etoiles}$:
  R =valeur tirée aléatoirement selon une distribution uniforme entre 0 et R_{max}
  dn =valeur tirée aléatoirement selon une distribution uniforme entre 0 et dN_{max}
  dN_{tmp} =valeur de dN pour la valeur de r la plus proche de R dans le fichier
  if $dn <= dN_{tmp}$:
    S =valeur tirée aléatoirement selon une distribution uniforme entre -1 et 1
    $C = R \times \sqrt{1 - S^2}$
    ϕ =valeur tirée aléatoirement selon une distribution uniforme entre $-\pi$ et π
    $x[i] = C \times \cos\phi$
    $y[i] = C \times \sin\phi$
    $z[i] = R \times S$
    $i+ = 1$

On tire d'abord une valeur de R suivant une loi uniforme entre 0 et R_{max} afin de respecter la distribution $dN(r)$ (les rayons ne sont pas tirés uniformément dans la sphère. Si on avait voulu faire ça, il aurait fallu tirer une valeur de $\sqrt{R}$ entre 0 et 1, mettre au carré puis multiplier par R_{max}).
Si la valeur dn tirée est inférieure à la valeur de la distribution dN pour $r = R$, alors le couple (R, dn) respecte la distribution, et on retient cette étoile.
Il faut enfin tirer une position pour cette étoile dans les deux autres dimensions. L'amas est sphérique donc il faut tirer des angles de façon uniforme sur une sphère de rayon R. Mais comme un élément de surface de sphère est $\cos\theta d\theta d\phi$, on ne peut pas simplement tirer uniformément

les deux angles entre 0 et 2π et entre $-\pi$ et π. Il faut tirer uniformément $S = \sin\theta$ entre -1 et 1 et ϕ entre $-\pi$ et π (http ://www.afapl.asso.fr/Tiralea.htm).
Attention : Le $i+=1$ doit être dans le **if**, afin que si le test n'est pas passé, une nouvelle étoile soit tirée, car il faut $nb_{etoiles}$.

Méthode pour une portion d'amas

Supposons que l'on veuille simuler les étoiles d'un amas ouvert pour une portion d'amas limitée en r, entre R_1 et R_2, en θ entre θ_1 et θ_2, et en ϕ entre ϕ_1 et ϕ_2. Il faut :

1. Intégrer $dN(r)$ entre R_1 et R_2 pour calculer $nb_{etoiles}$:

$$nb_{etoiles} = \int_{R_1}^{R_2} dN(r)dr = \frac{4\pi}{m_{classe}} \int_{R_1}^{R_2} r^2\rho(r)dr \tag{3.4}$$

2. Prendre $R_{max} = R_2$ et $dN_{max} = dN(R_1)$.

3. Réutiliser l'algorithme du point 6. du paragraphe précédent en changeant quelques valeurs et en ajoutant un test qui regarde si la position (θ, ϕ) tirée se trouve bien entre les bornes θ_1 et θ_2, et ϕ_1 et ϕ_2 :

$i = 0$
while $i < nb_{etoiles}$:
  R =valeur tirée aléatoirement selon une distribution uniforme entre R_1 et R_2.
  dn =valeur tirée aléatoirement selon une distribution uniforme entre $dN(R_2)$ et $dN(R_1)$.
  dN_{tmp} =valeur de dN pour la valeur de r la plus proche de R dans le fichier.
  if $dn <= dN_{tmp}$:
    S =valeur tirée aléatoirement selon une distribution uniforme entre -1 et 1.
    $C = R \times \sqrt{1 - S^2}$
    ϕ =valeur tirée aléatoirement selon une distribution uniforme entre $-\pi$ et π.
    if $\theta_1 < \arcsin(S) < \theta_2$ and $\phi_1 < \phi < \phi_2$:
      $x[i] = C \times \cos\phi$
      $y[i] = C \times \sin\phi$
      $z[i] = R \times S$
  $i+=1$

Attention : Le $i+=1$ doit être dans le **premier if**, pas dans le second, car les n étoiles présentes sur la surface de sphère de rayon r ne sont pas toutes sur la portion de surface limitée par θ_1, θ_2, ϕ_1 et ϕ_2. Les étoiles ne passant pas le second test font partie des $nb_{etoiles}$ mais ne sont pas dans le champ de vision choisi.

Augmentation de la résolution des classes de masse

La résolution de l'histogramme de masses simulées peut être augmentée en approximant la distribution à des droites calculées pour joindre deux valeurs de masse consécutives. **A faire seulement si cela a un effet sur l'aspect de l'amas.**

La taille des classes de masse est au départ de $0.5M_\odot$. Le but est ici d'amener cette taille à $0.01M_\odot$. Méthode :

1. Calculer l'histogramme des valeurs de masse des étoiles simulées.
2. Pour chaque valeur de masse ou classe de masse M_{c_i}, calculer la droite d'équation N=aM+b joignant la valeur de l'histogramme associée à M_{c_i} et la valeur de l'histogramme associée à la classe de masse suivante $M_{c_{i+1}}$.
3. Pour chaque classe de masse M_{c_i}, compter le nombres d'étoiles N_{c_i} et entrer dans une boucle sur N_{c_i}.

4. À chaque itération de cette boucle, tirer une valeur aléatoire de masse dans une distribution uniforme entre M_{c_i} et $M_{c_{i+1}}$.
5. À chaque itération, noter dans quelle boîte de taille $0.01 M_\odot$ entre M_{c_i} et $M_{c_{i+1}}$ se situe la valeur de masse tirée.
6. Quand une des boîtes contient le nombre d'étoiles prédit par la droite calculée en 2), ne plus remplir cette boîte : si une nouvelle valeur tirée tombe dans cette boîte, annuler le tir (ne pas passer à l'itération suivante) et tirer à nouveau une valeur. Continuer jusqu'à ce que N_{c_i} valeurs de masse aient été tirées.
7. Refaire les opérations 3) à 6) pour les classes de masse suivantes.

On a ainsi des classes de masse de 0.1 à $20 M_\odot$ par pas de $0.01 M_\odot$.

3.4.2 Méthode pour les amas sans ségrégation de masse

Les données sont un peu différentes pour ces amas : il n'y a pas de classes de masse. Il y 'en a en fait une seule, d'indice 00 dans les fichiers. Comme il n'y a pas de ségrégation de masse, Paola DiMatteo n'a simulé que la distribution de masses uniques selon le modèle de King. Il faut donc suivre la même méthode que pour les amas avec ségrégation spatiale, mais pour une seule classe de masse. Ensuite, au lieu d'augmenter la résolution des classes de masse (il n'y en a pas !), il faut donner aléatoirement une masse à chaque étoile en suivant une distribution de masse de Salpeter entre 0.1 et 20 $M_\odot$, avec une précision de 0.01 $M_\odot$. La probabilité P_m qu'une étoile ait la masse m évolue en :

$$P_m = m^{-2.35} \tag{3.5}$$

3.5 Étoiles mortes

Une fois l'âge d'un amas lu dans le catalogue, il faut voir quelles étoiles sont devenues naines blanches, ou bien trous noirs ou étoiles à neutrons. Pour chaque métallicité d'amas, le fichier 'R-TIGE_2011_massmax_z#.dat' donne pour 354 âges la masse maximale des étoiles encore en vie. Parmi les étoiles qui sont censées être mortes, soit qui ont une masse dépassant la masse maximale, les trier selon 3 cas : masse< 2.7 $M_\odot$, 2.7 <= masse < 8 $M_\odot$ et masse >= 8 $M_\odot$. Les deux premiers cas correspondent à des naines blanches, le troisième cas à des trous noirs ou étoiles à neutrons.

3.5.1 Naines blanches

La masse d'une naine blanche M_{WD} dépend de la masse de l'étoile progénitrice M_P. La masse d'une naine blanche se trouve par (Catalan et al. 2009) :

$$M_{WD} = 0.096 * M_P + 0.429 \qquad M_P < 2.7 M_\odot \tag{3.6}$$

$$M_{WD} = 0.137 * M_P + 0.318 \qquad M_P >= 2.7 M_\odot \tag{3.7}$$

La masse maximum d'une naine blanche est la masse de Chandrasekhar : $m_{ch} = 1.44 M_\odot$. Vérifier qu'elle n'est pas dépassée, pour repérer des bugs.

Changer alors les masses de ces étoiles par les masses calculées.

3.5.2 Étoiles à neutrons et trous noirs

Pour les étoiles mortes de masse >= 8 $M_\odot$, je n'ai pas encore les équations permettant de leur donner une masse et des paramètres stellaires. Il faut donc leur donner un flag pour se rappeler ce qu'elles sont, et ne pas les utiliser par la suite (pour l'instant).

3.6 Paramètres stellaires

La méthode d'attribution de paramètres stellaires est très simple :

1. Tirer aléatoirement l'un des 4 modèles d'amas pour chaque amas à simuler. Dans le dossier 'HR', choisir les 4 fichiers correspondant à la métallicité du modèle d'amas à simuler.

2. Dans le fichier 'RTIGE_2011_HRcube_z#.dat', lire l'histogramme de diagramme HR correspondant à l'âge de l'amas à simuler.

3. Lire la carte de masse dans le fichier 'RTIGE_2011_star_params_z#.dat'.

4. Chercher les indices des cases non-vides du diagramme HR, et lire les masses des cases correspondantes dans la carte de masse.

5. Parmi ces masses, chercher la masse la plus proche de l'étoile courante.

6. Les abscisses et ordonnées de la case trouvée donnent $log10(L_V)$ et $log10(Te)$ pour l'étoile courante.

7. Les cases correspondantes dans les cartes des autres paramètres donnent les paramètres de cette étoile. Les éléments correspondants dans les tableaux donnés dans les fichiers 'RTIGE_2011_lcmap_z#.dat' et 'RTIGE_2011_spcmap_z#.dat' sont les classes de luminosité et classes spectrales de cette étoile.

8. Répéter les opérations **4.** à **7.** pour chaque étoile visible dans le champ de vision.

Note : Dans les diagrammes HR, les naines blanches sont présentes, mais pas les étoiles à neutrons et les trous noirs. Les premières ont donc des paramètres stellaires sans qu'il y ait besoin d'y faire attention. Les secondes sont uniquement comptées dans la normalisation des diagrammes HR, mais on ne s'y intéresse pas car pour les amas on n'a pas de particules à éclater (voir le document Étoiles du champ).

3.7 Faire évoluer les étoiles

Pour simuler tout ou partie d'un amas à un âge donné, il suffit de lire le bon âge dans les fichiers 'RTIGE_2011_massmax_z#.dat' et 'RTIGE_2011_HRcube_z#.dat', et suivre la méthode d'attribution des paramètres stellaires.

Chapitre 4

Couleurs et luminosité

4.1 Luminosité

Selon que l'on regarde une étoile isolée, ou bien un pixel rassemblant plusieurs étoiles, les couleurs et luminosités seront différentes.
Soit P un paquet d'étoiles P_i. P est en fait un pixel de l'image de l'amas.
Si l'on considère que la bande V du système Johnson équivaut à la bande passante de l'oeil, on peut représenter la luminosité du paquet d'étoiles grâce à sa magnitude apparente en bande V :

$$m_{V_{P_0}} - m_{V_{\odot_0}} = -2.5log10\left(\frac{F_{V_P}}{F_{V_\odot}}\right) = -2.5log10\left(\frac{\sum_i F_{V_{P_i}}}{F_{V_\odot}}\right) \tag{4.1}$$

L'indice 0 indique que les magnitudes apparentes sont corrigées de l'extinction (ou bien que l'extinction est inexistante). Le symbole $\odot$ représente le Soleil. $m_{V_{P_0}}$ est la magnitude apparente dérougie en bande V du paquet d'étoiles et $m_{V_{\odot_0}}$ est la magnitude apparente dérougie en bande V du Soleil. Les quantités F_V sont des flux reçus par l'observateur, en bande V, des puissances lumineuses reçues par unité de surface. Habituellement on utilise pour les flux le $W.m^{-2}$, mais ici, ce sont des rapports, donc l'unité est libre. Le flux lumineux reçu d'une étoile de luminosité (puissance lumineuse) L à une distance d est :

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \tag{4.2}$$

Si $d_\odot$ est la distance du Soleil au point d'observation, d_{P_i} la distance d'une étoile i du paquet observé au point d'observation, $L_{V_\odot}$ la luminosité du Soleil et $L_{V_{P_i}}$ la luminosité d'une étoile i du paquet observé, on a :

$$F_{V_{P_i}} = \frac{L_{V_{P_i}}}{4\pi d_{P_i}^2} \tag{4.3}$$

et :

$$F_{V_\odot} = \frac{L_{V_\odot}}{4\pi d_\odot^2} \tag{4.4}$$

Les $L_{V_{P_i}}$ sont donnés dans les différents fichiers de l'archive. Si on veut les calculer tout de même, il faut utiliser la définition de la magnitude absolue, en bande V :

$$M_{V_{P_i}} = -2.5log10\left(\frac{L_{V_{P_i}}}{L_\odot}\right) + M_\odot \tag{4.5}$$

qui peut se remanier ainsi :

$$L_{V_{P_i}} = L_\odot \times 10^{0.4(M_\odot - M_{V_{P_i}})} \tag{4.6}$$

$L_\odot = 3.839 \times 10^{26}$ W est la luminosité bolométrique du Soleil (sur tout le spectre, et pas seulement la bande V), du Soleil, et $M_\odot = 4.74$ est la magnitude absolue bolométrique. Les $M_{V_{P_i}}$ sont donnés dans les différents fichiers de l'archive, pour chaque étoile.
Pour calculer $L_{V_\odot}$, il faut utiliser l'équation (4.5), avec $M_{V_\odot} = 4.82$:

$$L_{V_\odot} = L_\odot \times 10^{0.4(M_\odot - M_{V_\odot})} \tag{4.7}$$

Note : Les histogrammes de diagrammes HR donnent directement L_V.

4.2 Couleurs

Les couleurs r,g,b normalisées des étoiles sont données sous forme de cartes dans les fichiers 'R-TIGE_2011_star_params_z#.dat' .
Pour les obtenir j'ai récupéré les couleurs RGB en niveaux 0-255 pour chaque étoile selon sa température dans le tableau http ://www.vendian.org/mncharity/dir3/blackbody/UnstableURLs/bbr_color.html puis les ai normalisées : r=R/(R+G+B) ...
Pour représenter les couleurs il faut calculer la luminosité totale $L_{V_{P_{r_{tot}}}}$ d'un paquet d'étoiles dans les trois couleurs (je prends comme exemple la couleur rouge dans ce qui suit).

4.3 Magnitudes apparentes

La magnitude absolue en bande V d'une particule se calcule ainsi :

$$M_{V_{P_r}} = -2.5log10(L_{V_{P_{r_{tot}}}}) + M_{bol_\odot} \tag{4.8}$$

Avec $L_{V_{P_{r_{tot}}}}$ en $L_\odot$ et $M_{bol_\odot} = 4.74$ la magnitude absolue bolométrique du Soleil. On a la magnitude apparente $m_{V_{P_{0_r}}}$ en utilisant le module de distance :

$$m_{V_{P_{0_r}}} - M_{V_{P_r}} = 5log10\left(\frac{d_P}{10pc}\right) \tag{4.9}$$

ou en divisant la luminosité par la distance au carré (*équation* (4.3)) et en utilisant le résultat sur une échelle log10 :

$$m_{V_{P_{0_r}}} - m_{V_{\odot_0}} = -2.5log10\left(\frac{\sum_i F_{V_{P_{i_r}}}}{F_{V_\odot}}\right) \tag{4.10}$$

On fait de même pour les autres couleurs.

4.4 Extinction

Pour que ce soit réaliste, il faut ajouter l'extinction interstellaire (il faut prévoir cela, on s'y intéressera quand on mettra le gaz et la poussière) :

$$m_{V_{P_r}} = m_{V_{P_{0_r}}} + A_{V_P} \tag{4.11}$$

$$m_{V_\odot} = m_{V_{\odot_0}} + A_{V_\odot} \tag{4.12}$$

A_{V_P} est l'extinction intégrée en direction du paquet d'étoiles. $A_{V_\odot}$ est l'extinction intégrée en direction du Soleil depuis le point d'observation.

4.5 Autres domaines de longueur d'onde

Si l'on veut changer de longueur d'onde d'observation (regarder dans une autre bande que V), soit dans une bande donnée X, il faut pour chaque case non vide de l'histogramme de diagramme HR choisi, regarder quelle est la magnitude absolue en bande X correspondante dans le fichier 'R-TIGE_2011_star_params_z#.dat' et calculer la luminosité dans la bande X :

$$L_X = 10^{0.4(4.74-M_X)} \tag{4.13}$$

M_X étant la magnitude absolue de l'étoile ou de la particule en bande X et 4.74 étant la magnitude absolue bolométrique du Soleil. L_X est en $L_\odot$. Il faut ensuite utiliser de fausses couleurs.

4.6 Etoiles indiscernables

Dans le cas où l'amas est loin, on ne discerne pas les étoiles à l'intérieur, ou alors des paquets d'étoiles.

1) Pour cet amas, choisir les fichiers 'RTIGE_2011_HRcube_z#.dat' et 'RTIGE_2011_star_params_z#.dat' correspondant à sa métallicité.

2) Lire le diagramme HR correspondant à son âge.

3) On fait une approximation : supposons que l'amas contient 10^7 étoiles.

4) Maintenant, il reste à calculer pour chaque particule, sa luminosité totale et sa couleur moyenne, afin de la représenter dans la visualisation. Il faut normaliser les diagrammes HR à 1 avant de les utiliser. Ils sont calculés à partir d'un ensemble de 10^6 étoiles, et les proportions d'étoiles sont données en log10, puis multipliées par 1000. On a donc :

$$Iso_{norm} = \frac{10^{Iso/1000}}{10^6} \tag{4.14}$$

5)Pour avoir la luminosité totale, il suffit de faire la somme des abscisses de toutes les cases i du diagramme HR, pondérée par les valeurs n_i des cases du diagramme HR, fois N, le nombre d'étoiles dans la particule (la normalisation est déjà incluse dans l'équation) :

$$L_{V_{tot}} = \left[\sum_{i}^{nb_c} \frac{10^{n_i/1000}}{10^6} \times 10^{x_i} \right] \times N \tag{4.15}$$

Avec $x_i = log10(L_{V_i})$ et nb_c le nombre total de cases de l'histogramme de diagramme HR.

6) Afin d'avoir la luminosité de la particule dans les 3 canaux de couleur, il faut récupérer les cartes de couleurs dans le fichier 'RTIGE_2011_star_params_z#.dat'.

$$L_{V_{r_{tot}}} = \left[\sum_{i}^{nb_c^*} \frac{10^{n_i/1000}}{10^6} \times r_i \times 10^{x_i} \right] \times N \tag{4.16}$$

Avec r_i la valeur de la couleur normalisée r pour la case i, et n_i la valeur de l'histogramme de diagramme HR pour la case i.
* : nb_c est ici le nombre total de cases de la carte de couleur qui correspondent à des cases *non vides* dans l'histogramme de diagramme HR. On fait de même pour les autres couleurs.

7) Calculer les magnitudes apparentes en tenant compte de l'extinction.

Deuxième partie

Journal de bord

4.7 Catalogue des amas ouverts de la Galaxie

Il existe plusieurs catalogues d'amas ouverts, mais il en faut un qui donne les distances et Rc et Rt d'un grand nombre d'amas. F. Arenou me propose "open-cluster-catOClGaia.dat". Contient : name_num alphah_mn_s decdeg_mn_s lGal bGal distPc logAge logMass Feh Rc Rt mua mud Vr

Pour passer de l,b,d à X_S,Y_S,Z_S, coordonnées cartésiennes centrées sur le Soleil, il faut utiliser les transformations de sphériques vers cartésiennes, soit :

$$X_S = d * cos(l) * cos(b) \tag{4.17}$$
$$Y_S = d * sin(l) * cos(b) \tag{4.18}$$
$$Z_S = d * sin(b) \tag{4.19}$$

L'axe Ys pointe dans la direction de rotation de la Galaxie, l'axe X_S pointe vers le centre galactique, et l'axe Z_S est perpendiculaire au plan (X_S, Y_S) de manière à ce que le repère soit direct.

J'ai fait une image avec mon programme rassemblant paquets de "field stars" et gas venant du modèle de Fux et des points représentant les amas ouverts et les amas globulaires (voir *figure 4.1*).

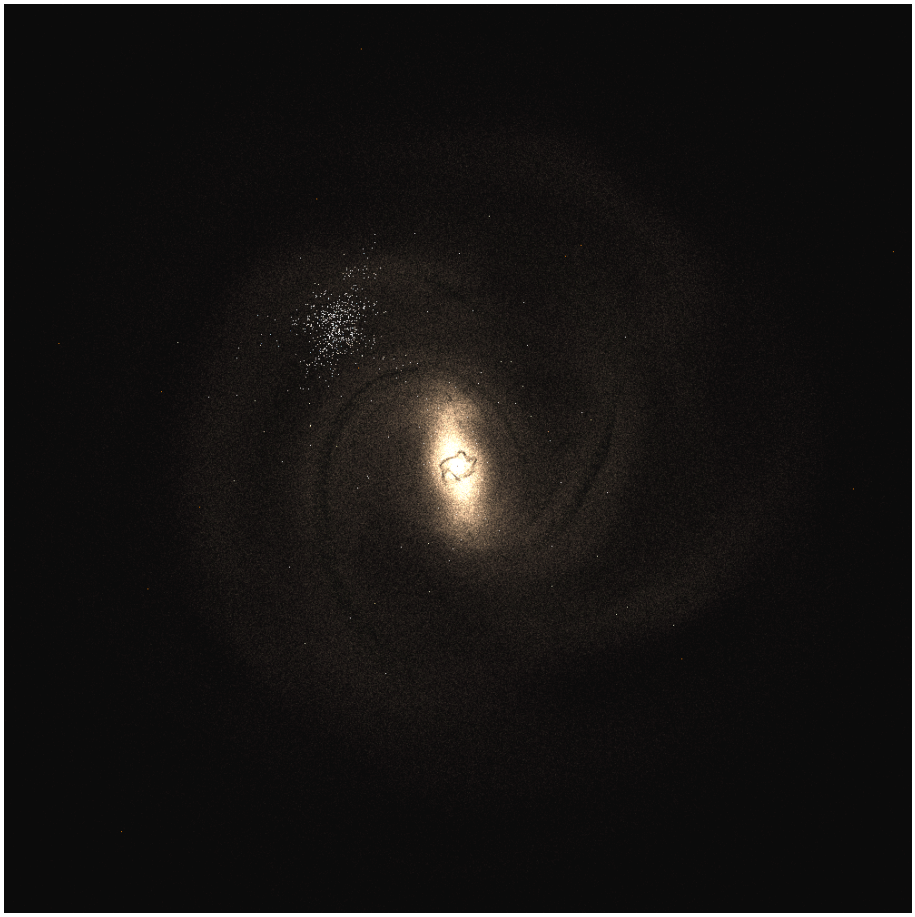


FIGURE 4.1 – Test positions amas avec modèle de Fux. Points bleutés en haut à gauche : amas ouverts visibles dont la distance au Soleil est connu (le Soleil se trouve approximativement au milieu de ce paquet). Points rouges éparses : amas globulaires. Autres points : étoiles "field stars", j'ai pris une couleur correspondant à 4000 K (voir http ://www.vendian.org/mncharity/dir3/blackbody/UnstableURLs/bbr_color.html). En noir : gaz donné par le modèle de Fux.

Pour faire cette image, il a fallu convertir les coordonnées des amas, centrées sur le Soleil, en celles du modèle de Fux, centrées sur le centre galactique.

On a :

$$X_G = -Y_S \tag{4.20}$$
$$Y_G = X_S - 8Kpc \tag{4.21}$$
$$Z_G = Z_S \tag{4.22}$$

C'est étrange que les amas ouverts proches ne soient pas suivant un bras de la Galaxie. Peut-être que la distance Soleil-centre galactique n'est pas de 8Kpc dans le modèle de Fux. Je dois demander à C. Babusiaux.

4.7.1 Quoi simuler ?

1) les amas ouverts visibles

On ne connaît la distance au Soleil que d'une partie d'entre eux. On va s'intéresser à ceux-là seulement. Paola Di Matteo propose d'utiliser le modèle de King pour simuler les amas, comme elle l'a fait pour les amas globulaires. La différence avec les amais globulaires, c'est que là l'âge est important, à la fois au niveau couleur et au niveau répartition des étoiles. Les vieux amas ont perdu leurs naines rouges avec les forces de marées de la galaxies et leurs étoiles massives restantes sont au centre. Il faut donc faire un classement selon l'âge, la concentration centrale et la masse totale, et ne simuler que quelques exemples. La *figure* 4.2 est un histogramme des concentrations centrales des amas. La *figure* 4.3 est un histogramme des âges des amas. La *figure* 4.4 est un histogramme des masses des amas.

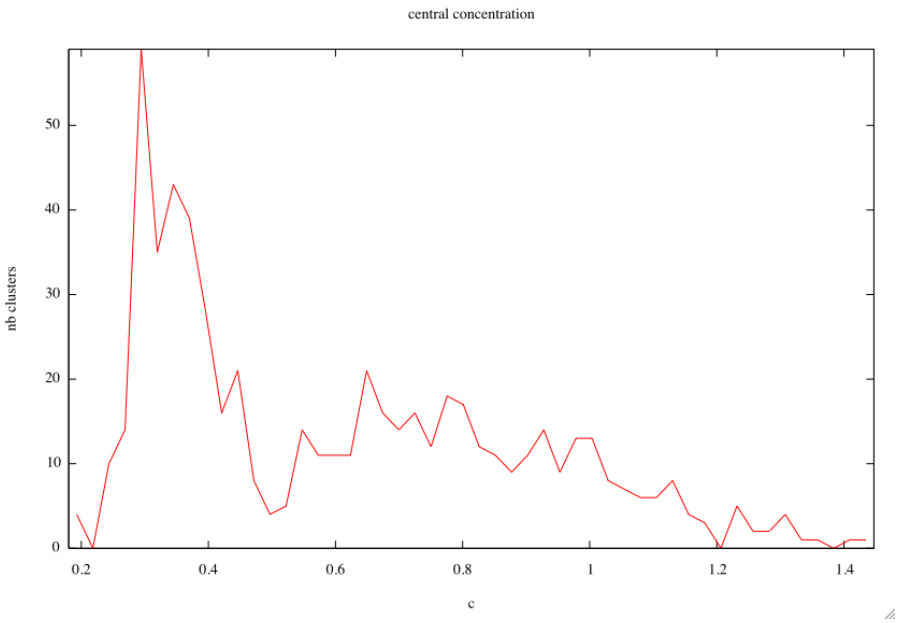


FIGURE 4.2 – Histogramme des concentrations centrales dans open-cluster-catOClGaia

D'après l'histogramme des valeurs de concentration, on peut découper le catalogue en trois : $0 < c < 0.5$, $0.5 < c < 1$, et $1 < c < 1.5$. Il faudrait simuler quelques amas d'âge et de masse différents dans chacune de ces boîtes.

Après avoir fait les histogrammes d'âges et de masses des amas dans chacune de ces boîtes, je vois que toutes les valeurs d'âges et de masses données par les figures précédentes sont possibles dans chacun des intervalles de concentration. Les histogrammes dans ces intervalles ont tous la même allure que les histogrammes précédents, faits sur les tableaux entiers.

Je regarde comment évolue l'âge et la masse avec la concentration centrale (voir *figures* 4.5 et 4.7). On voit bien les deux paquets d'étoiles pour la concentration centrale. Il semble que l'âge et la concentration centrale de soient pas corrélés. Par contre, les amas les plus lourds ont une plus faible

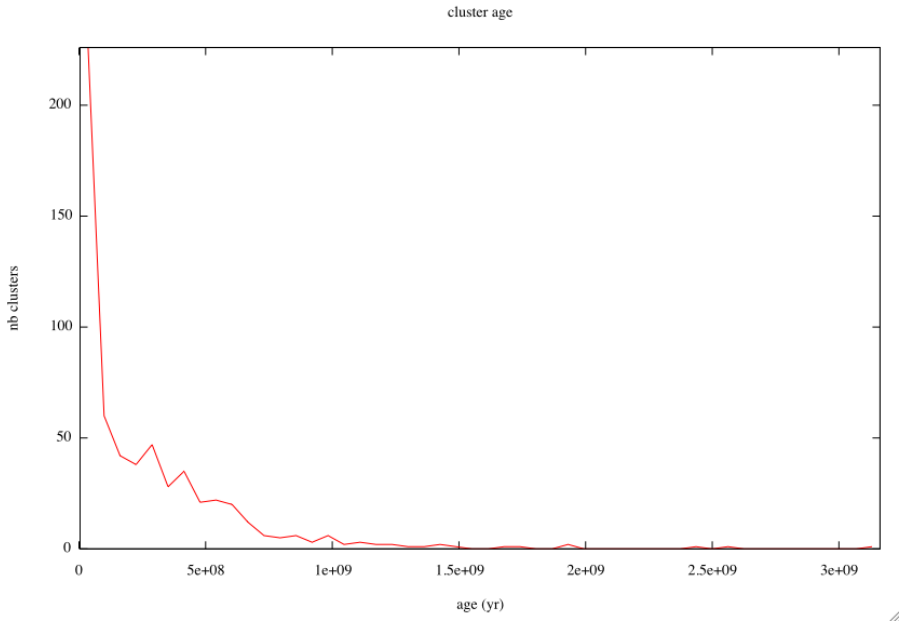


FIGURE 4.3 – Histogramme des âges des open-cluster-catOClGaia

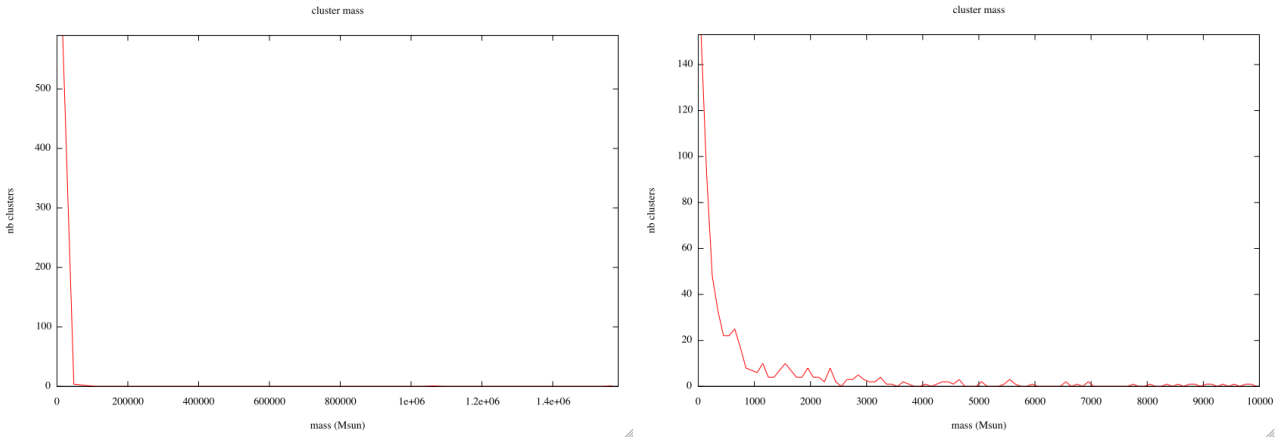


FIGURE 4.4 – Histogramme des masses des open-cluster-catOClGaia. A droite, agrandissement.

concentration centrale. D'après la *figure* 4.9, les amas les plus vieux sont les moins lourd, ce à quoi on s'attend : les forces de marées de la Galaxie dépeuplent les amas très vite.

Classement des amas :
1) 3 ensembles de concentrations centrales : $c < 0.5$ (c_1), $0.5 <= c < 1$ (c_2) et $c >= 1$ (c_3).
2) 6 ensembles de masses :
$M < 250M_\odot$ (M_1), $250M_\odot <= M < 500M_\odot$ (M_2), $500M_\odot <= M < 1000M_\odot$ (M_3), $1000M_\odot <= M < 3000M_\odot$ (M_4), $3000M_\odot <= M < 6000M_\odot$ (M_5), $M >= 6000M_\odot$ (M_6)

	(M_1)	(M_2)	(M_3)	(M_4)	(M_5)	(M_6)
(c_1)	X	X	X	X	X	X
(c_2)	X	X	X	X	X	
(c_3)	X	X	X	X	X	

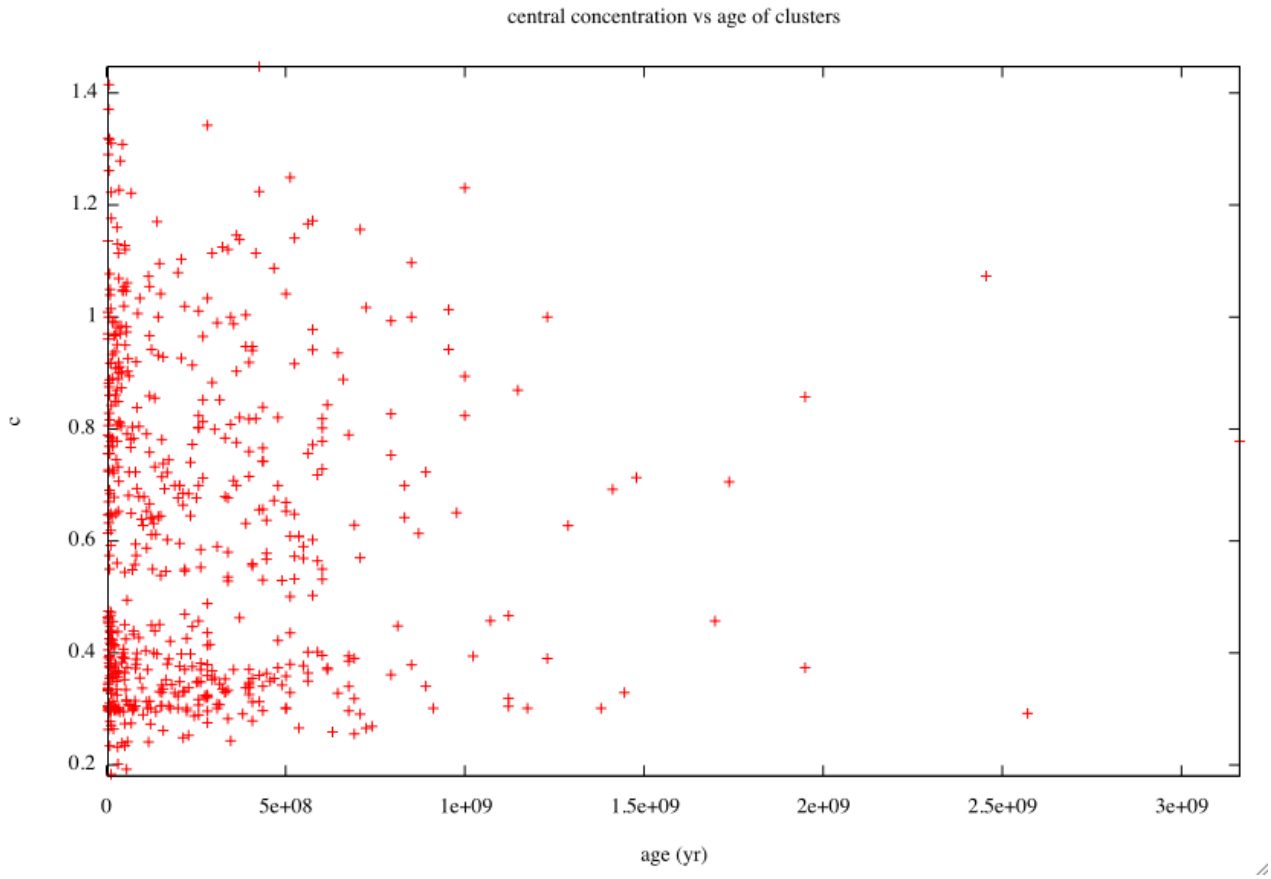


FIGURE 4.5 – La concentration centrale en fonction de l'âge des amas du catalogue open-cluster-catOClGaia.

3) 6 ensembles d'âges :
$age < 1.25e8$ (age_1), $1.25e8 <= age < 2.5e8$ (age_2), $2.5e8 <= age < 5e8$ (age_3), $5e8 <= age < 5.5e8$ (age_4), $5.5e8 <= age < 1e9$ (age_5), $age >= 1e9$ (age_6)

	(age_1)	(age_2)	(age_3)	(age_4)	(age_5)	(age_6)
(M_1)	X	X	X	X	X	X
(M_2)	X	X	X	X	X	X
(M_3)	X	X	X	X	X	
(M_4)	X	X	X	X		
(M_5)	X	X				
(M_6)	X	X				

Pour (c_1), il y a 6 ensembles de masse donc 6+6+5+4+2+2=25 amas.
Pour (c_2), il y a 5 ensembles de masse donc 6+6+5+4+2=23 amas.
Pour (c_3), il y a 5 ensembles de masse donc 6+6+5+4+2=23 amas.
En tout, il faut simuler 71 amas.

J'ai découpé ces boîtes visuellement à partir des graphes que j'ai montré plus haut. Cependant, si l'on prend une boîte de masse, et qu'on regarde sur les graphes 4.9 à quels âges ça correspond, les étoiles sélectionnées sont dans des boîtes de concentration centrale différentes ! Il faudrait regarder les âges des amas contenus dans le sous-ensemble sélectionné par leur masse et leur concentration centrale, ou alors compter les amas de chaque boîte pour voir si certaines sont vides. Cela réduirait le nombre d'amas à simuler. Le tableau qui suit donne ces quantités.

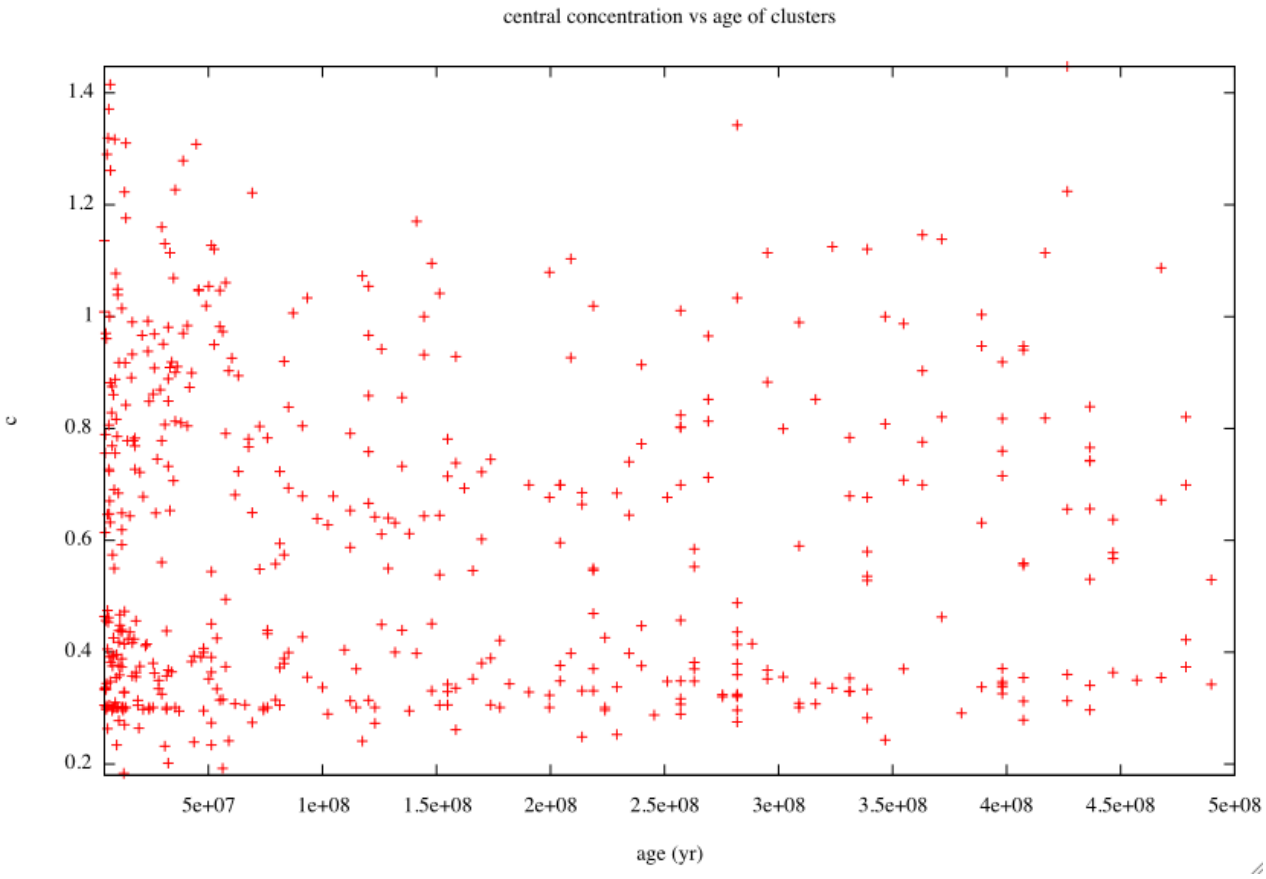


FIGURE 4.6 – La concentration centrale en fonction de l'âge des amas du catalogue open-cluster-catOClGaia (agrandissement).

	(age_1)	(age_2)	(age_3)	(age_4)	(age_5)	(age_6)
(c_1,M_1)	37	14	34	4	14	8
(c_1,M_2)	13	6	13	1	3	1
(c_1,M_3)	12	5	7	1	4	0
(c_1,M_4)	30	8	5	1	2	1
(c_1,M_5)	12	3	0	1	1	0
(c_1,M_6)	32	4	0	0	0	2
(c_2,M_1)	46	20	30	7	19	8
(c_2,M_2)	13	4	11	2	4	1
(c_2,M_3)	24	3	6	3	3	0
(c_2,M_4)	18	7	7	0	3	0
(c_2,M_5)	6	2	0	0	0	0
(c_2,M_6)	2	0	0	0	0	0
(c_3,M_1)	5	2	12	3	3	3
(c_3,M_2)	5	1	0	0	1	0
(c_3,M_3)	7	0	2	0	2	0
(c_3,M_4)	14	2	0	0	0	0
(c_3,M_5)	4	1	0	0	1	0
(c_3,M_6)	1	1	0	0	0	0

Il semble que l'on puisse fusionner sans trop de soucis les boîtes (age_3) et (age_4) d'une part, et les boîtes (age_5) et (age_6) d'autre part.

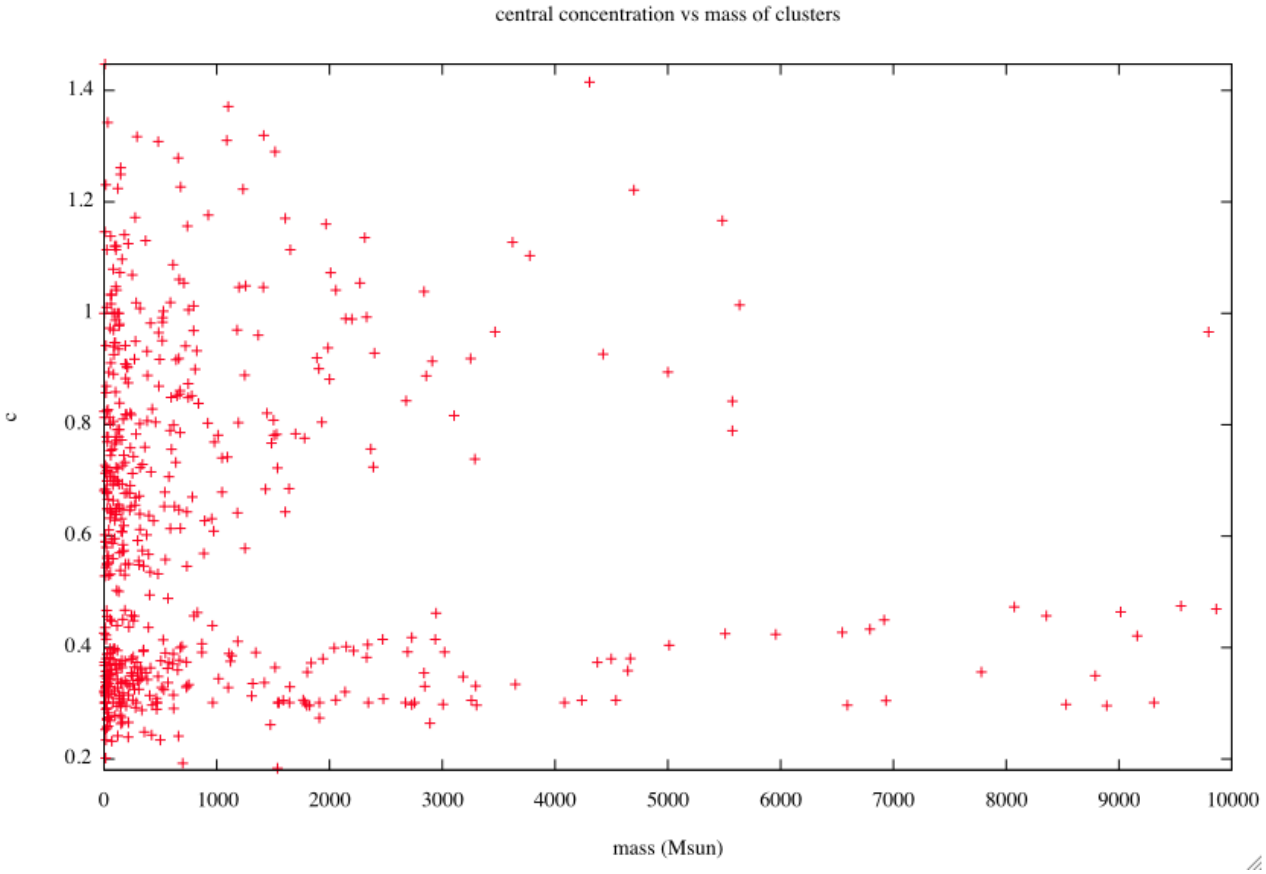


FIGURE 4.7 – La concentration centrale en fonction de la masse des amas.

	(age_1)	(age_2)	$(age_3 age_4)$	$(age_5 age_6)$
(c_1,M_1)	37	14	38	22
(c_1,M_2)	13	6	14	4
(c_1,M_3)	12	5	8	4
(c_1,M_4)	30	8	6	3
(c_1,M_5)	12	3	1	1
(c_1,M_6)	32	4	0	2
(c_2,M_1)	46	20	37	27
(c_2,M_2)	13	4	13	5
(c_2,M_3)	24	3	9	3
(c_2,M_4)	18	7	7	3
(c_2,M_5)	6	2	0	0
(c_2,M_6)	2	0	0	0
(c_3,M_1)	5	2	15	6
(c_3,M_2)	5	1	0	1
(c_3,M_3)	7	0	2	2
(c_3,M_4)	14	2	0	0
(c_3,M_5)	4	1	0	1
(c_3,M_6)	1	1	0	0

Pour (c_2) et (c_3) on peut fusionner les lignes (M_5) et (M_6) :

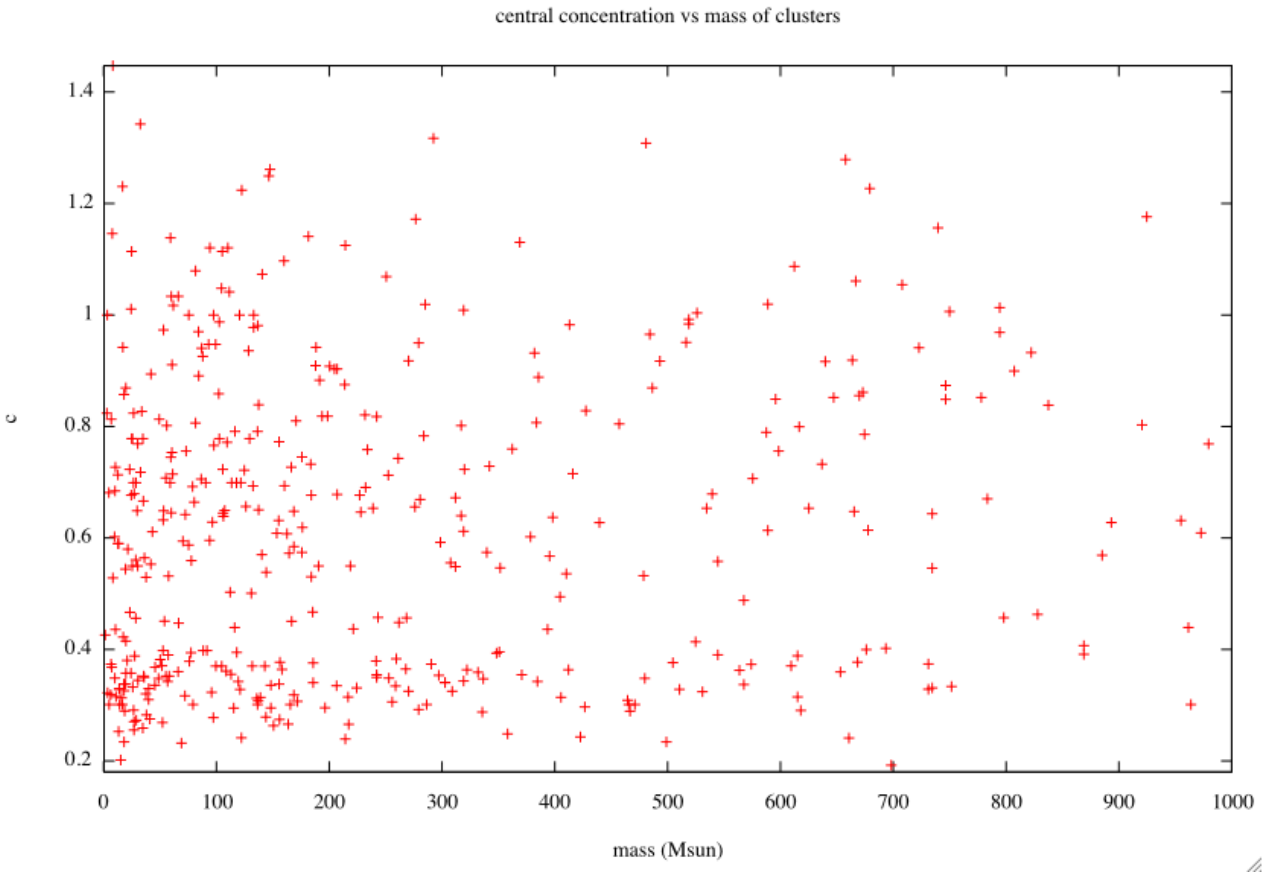


FIGURE 4.8 – La concentration centrale en fonction de la masse des amas (agrandissement).

	(age_1)	(age_2)	$(age_3 age_4)$	$(age_5 age_6)$
(c_1, M_1)	37	14	38	22
(c_1, M_2)	13	6	14	4
(c_1, M_3)	12	5	8	4
(c_1, M_4)	30	8	6	3 ?
(c_1, M_5)	12	3 ?	1 ?	1 ?
(c_1, M_6)	32	4		2 ?
(c_2, M_1)	46	20	37	27
(c_2, M_2)	13	4	13	5
(c_2, M_3)	24	3 ?	9	3 ?
(c_2, M_4)	18	7	7	3 ?
$(c_2, M_5 M_6)$	8	2 ?		
(c_3, M_1)	5	2 ?	15	6
(c_3, M_2)	5	1 ?		1 ?
(c_3, M_3)	7		2 ?	2 ?
(c_3, M_4)	14	2 ?		
$(c_3, M_5 M_6)$	5	2 ?		1 ?

Pour (c_3) on peut fusionner les lignes (M_1) et (M_2) d'une part, et (M_3) et (M_4) d'autre part :

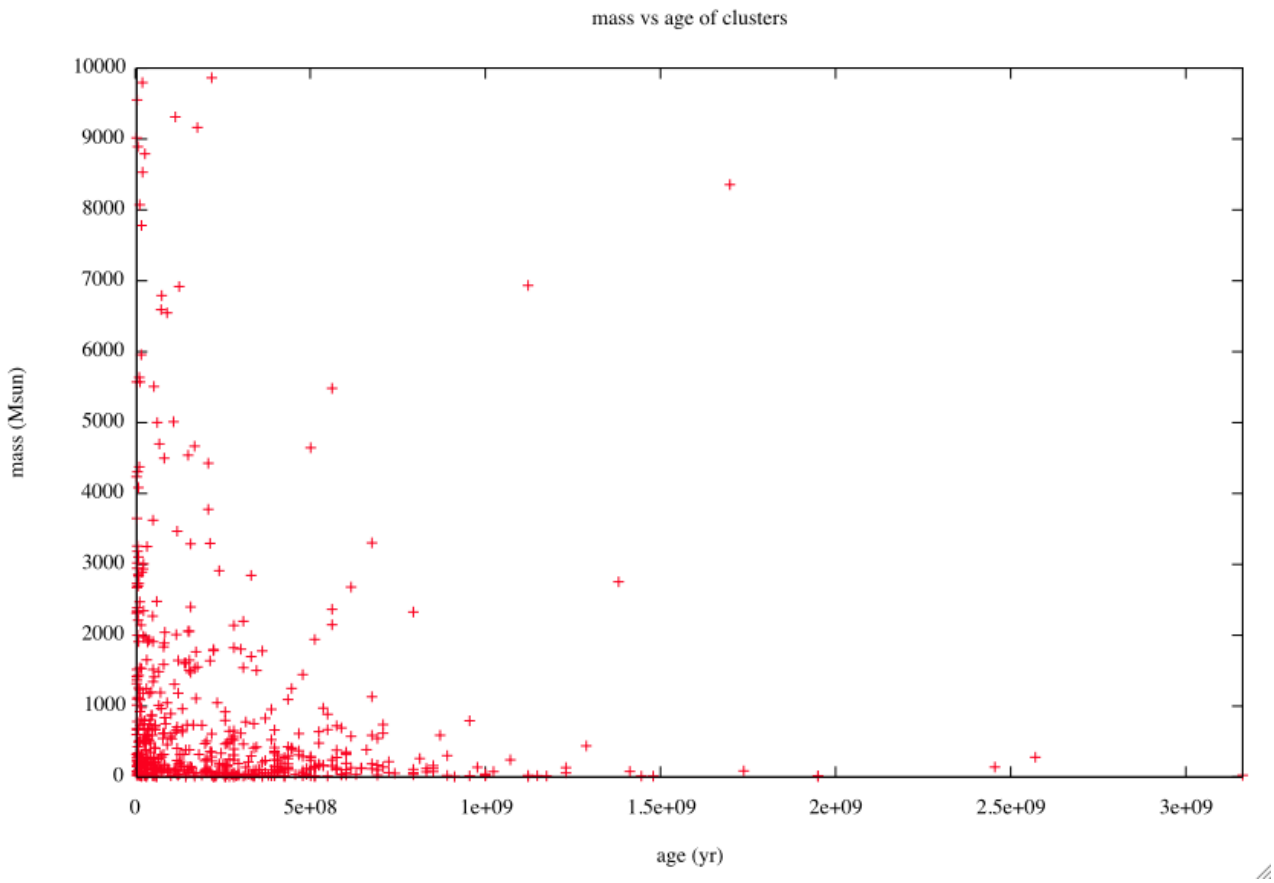


FIGURE 4.9 – La masse en fonction de l'âge des amas.

	(age_1)	(age_2)	$(age_3 age_4)$	$(age_5 age_6)$
(c_1, M_1)	37	14	38	22
(c_1, M_2)	13	6	14	4
(c_1, M_3)	12	5	8	4
(c_1, M_4)	30	8	6	3 ?
(c_1, M_5)	12	3 ?	1 ?	1 ?
(c_1, M_6)	32	4		2 ?
(c_2, M_1)	46	20	37	27
(c_2, M_2)	13	4	13	5
(c_2, M_3)	24	3 ?	9	3 ?
(c_2, M_4)	18	7	7	3 ?
$(c_2, M_5 M_6)$	8	2 ?		
$(c_3, M_1 M_2)$	10	3 ?	15	7
$(c_3, M_3 M_4)$	21	2 ?	2 ?	2 ?
$(c_3, M_5 M_6)$	5	2 ?		1 ?

Ce qui peut être encore réduit en :

	$< 1.25 \times 10^8 yr$	$[1.25 \times 10^8 yr, 2.5 \times 10^8 yr[$	$[2.5 \times 10^8 yr, 5.5 \times 10^8 yr[$	$>= 5.5 \times 10^8 yr$
$(< 0.5, < 250 M_\odot)$	37	14	38	22
$(< 0.5, [250 M_\odot, 500 M_\odot[)$	13	6	14	4
$(< 0.5, [500 M_\odot, 1000 M_\odot[)$	12	5	8	4
	$< 1.25 * 10^8 yr$	$[1.25 * 10^8 yr, 2.5 * 10^8 yr[$	$>= 2.5 * 10^8 yr$	
$(< 0.5, [1000 M_\odot, 3000 M_\odot[)$	30	8	9	
	$< 1.25 * 10^8 yr$	$>= 1.25 * 10^8 yr$		
$(< 0.5, [3000 M_\odot, 6000 M_\odot[)$	12	5		
$(< 0.5, >= 6000 M_\odot)$	32	6		
	$< 1.25 \times 10^8 yr$	$[1.25 \times 10^8 yr, 2.5 \times 10^8 yr[$	$[2.5 \times 10^8 yr, 5.5 \times 10^8 yr[$	$>= 5.5 \times 10^8 yr$
$([0.5, 1[, < 250 M_\odot)$	46	20	37	27
$([0.5, 1[, [250 M_\odot, 500 M_\odot[)$	13	4	13	5
	$< 2.5 * 10^8 yr$	$>= 2.5 * 10^8 yr$		
$([0.5, 1[, [500 M_\odot, 1000 M_\odot[)$	27	12		
	$< 1.25 * 10^8 yr$	$[1.25 * 10^8 yr, 2.5 * 10^8 yr[$	$>= 2.5 * 10^8 yr$	
$([0.5, 1[, [1000 M_\odot, 3000 M_\odot[)$	18	7	10	
	$< 2.5 * 10^8 yr$			
$([0.5, 1[, >= 3000 M_\odot)$	10			
	$< 2.5 * 10^8 yr$	$[2.5 * 10^8 yr, 5.5 * 10^8 yr[$	$>= 5.5 * 10^8 yr$	
$(>= 1, < 500 M_\odot)$	13	15	7	
	$< 1.25 * 10^8 yr$	$>= 1.25 * 10^8 yr$		
$(>= 1, [500 M_\odot, 3000 M_\odot[)$	21	6		
$(>= 1, >= 3000 M_\odot)$	5	3		

Cela fait en tout 40 amas à simuler. Cela fait encore trop. Ce que l'on veut montrer, ce qui sera visible, c'est la couleur de l'amas, sa concentration centrale, sa masse totale (par le biais du nombre d'étoiles). Pour ce qui est de la couleur, le problème est simple : les étoiles bleues , de type O et B disparaissent très vite, au bout de moins de 100 millions d'années, et les A au bout de 300 millions d'années. Donc autour de 100 millions d'années l'amas est surtout bleu et brillant, puis autour de 300 millions d'années il tend vers le rouge et les étoiles les plus massives ont disparues, et ensuite, il devient entièrement rouge peu à peu. Vers 1 milliard d'années, il est presque dissocié. Sur wikipedia (http ://fr.wikipedia.org/wiki/%C3%89volution_des_%C3%A9toiles), on lit : une étoile de $30 M_\odot$, soit grosso-modo une étoile O vit $\sim$ 60 millions d'années, une étoile de $10 M_\odot$, soit grosso-modo une étoile B vit $\sim$ 100 millions d'années, et une étoile de $3 M_\odot$, soit grosso-modo une étoile A vit $\sim$ 300 millions d'années. Je vais donc faire un nouveau classement des amas, en prenant comme intervalles d'âges : $[0, 10^8 yr[$ (age_1), $[10^8 yr, 5 \times 10^8 yr[$ (age_2), et $>= 5 \times 10^8 yr$ (age_3). Les amas classés dans chacun de ces intervalles seront représentés par des modèles d'amas âgés de $5 \times 10^7 yr$, $3 \times 10^8 yr$ et $10^9 yr$ respectivement.
Pour les concentrations centrales, je garde la même chose : $[0, 0.5[$, $[0.5, 1[$ et $>= 1$. Les amas classés dans chacun de ces intervalles seront représentés par des modèles d'amas ayant pour concentration centrale : 0.25, 0.75, 1.25 respectivement.
Pour les masses, je vais simplifier et ne prendre que trois ensembles : $[0, 500 M_\odot[$, $[500 M_\odot, 2000 M_\odot[$, $>= 2000 M_\odot$. Les amas classés dans chacun de ces intervalles seront représentés par des modèles d'amas ayant pour masse : $250 M_\odot$, $1000 M_\odot$ et $3000 M_\odot$. Le tableau qui suit donne le résultat de ce nouveau classement.

	$< 10^8 yr$	$[10^8 yr, 5 \times 10^8 yr[$	$>= 5 \times 10^8 yr$
$(< 0.5, < 500 M_\odot)$	46	71	31
$(< 0.5, [500 M_\odot, 2000 M_\odot[)$	23	26	7
$(< 0.5, >= 2000 M_\odot)$	57	12	6
$([0.5, 1[, < 500 M_\odot)$	54	70	41
$([0.5, 1[, [500 M_\odot, 2000 M_\odot[)$	35	24	6
$([0.5, 1[, >= 2000 M_\odot)$	10	6	3
$(>= 1, < 500 M_\odot)$	10	15	10
$(>= 1, [500 M_\odot, 2000 M_\odot[)$	16	4	2
$(>= 1, >= 2000 M_\odot)$	8	4	1

Cela donne donc 27 amas à simuler.

le 25 mars 2011, je viens de voir Thierry Semaan, qui m'a donné une table avec les turn off ages d'étoiles A0 à O. Les étoiles O et B quittent la séquence principale entre 6 Myr et 70Myr, et les A autour de 300Myr. Les âges que j'ai choisi pour les modèles à simuler sont cohérents avec ces ordres de grandeurs, si l'on veut représenter des amas bleus et très jeunes, des amas plus rouges avec quelques étoiles A, puis des amas très vieux entièrement rouges.

J'avais mis le Soleil à 8kpc du centre galactique. Il s'avère que la distance est en fait d'approximativement 8.5 kpc. J'ai changé ça. La *figure* 4.10 donne l'image que mon programme donne, après réglage du contraste.

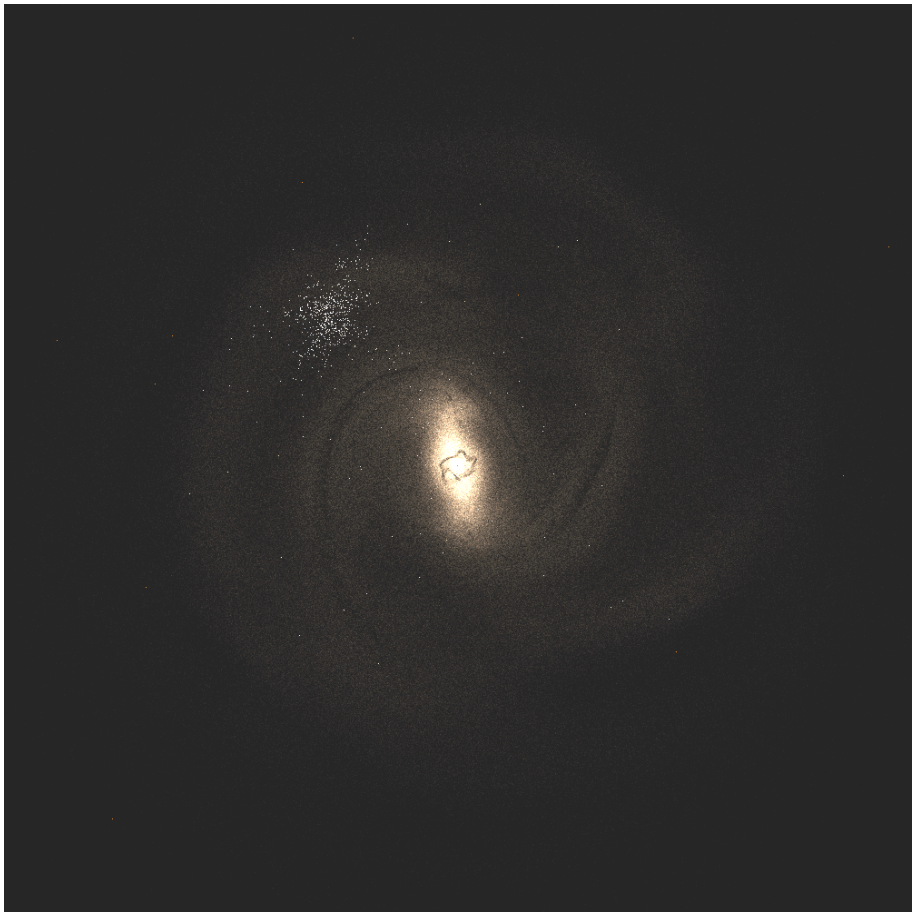


FIGURE 4.10 –

En comparant à la représentation schématique des bras et de la position du Soleil donnée par wikipédia (*figure* 4.11), on peut dire que la position du Soleil dans la simulation est raisonnable.

Je lis dans Fux1997 que le Soleil est en fait pris à 8kpc du centre galactique...

29 mars 2011

Je viens de voir Paola et Frédéric. Réduisons encore le nombre d'amas à simuler :

- 3 âges : $[0, 10^8 yr[$ (modèle : $5 \times 10^7 yr$), $[10^8 yr, 5 \times 10^8 yr[$ (modèle : $3 \times 10^8 yr$), et $>= 5 \times 10^8 yr$ (modèle : $8 \times 10^8 yr$)
- 2 concentrations : $[0, 0.5[$ (modèle : 0.3) et $[0.5, 1.5[$ (modèle : 0.8)
- 2 masses : $[0, 500 M_\odot[$ (modèle : $250 M_\odot$) et $[500 M_\odot, 10000 M_\odot[$(modèle : $2000 M_\odot$)

Cela nous fait 12 modèles. Pour ce qui est de la taille physique des amas, voici l'histogramme des rayons de coeur (*figure* 4.12). Si on prend un rayon de coeur de 3 pc, cela paraît raisonnable.

Le tableau qui suit récapitule les modèles qu'il faut simuler :

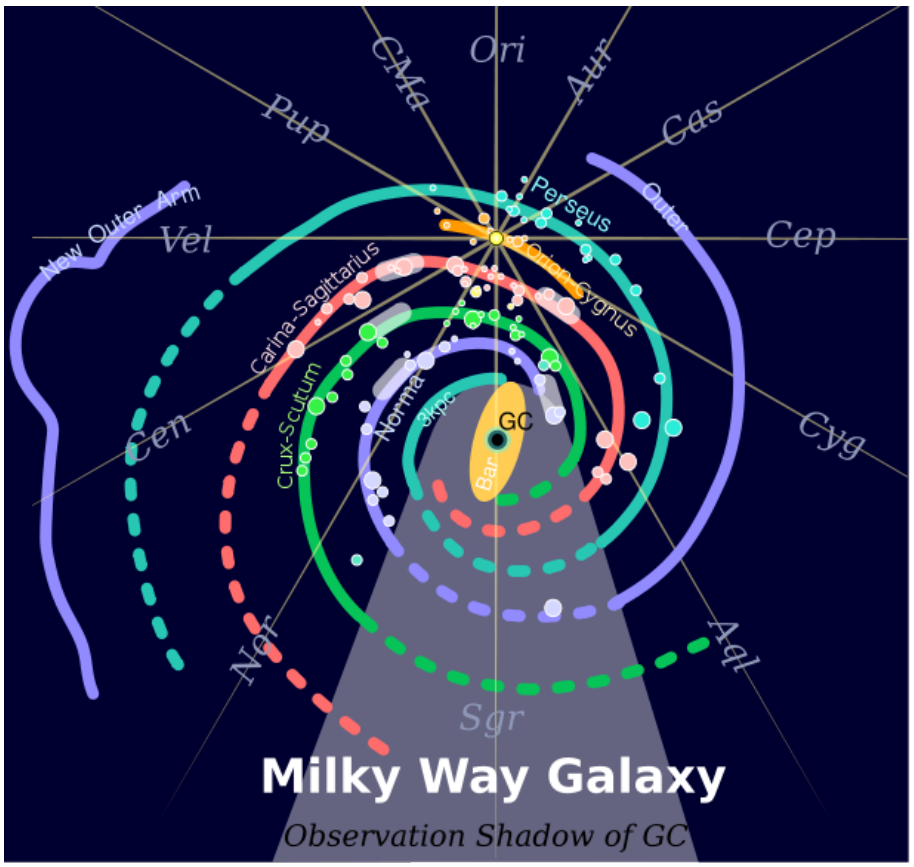


FIGURE 4.11 –

ID	âge	c	M	rc
	ans		$M_\odot$	pc
1	5×10^7	0.3	250	3
2	5×10^7	0.3	2000	3
3	5×10^7	0.8	250	3
4	5×10^7	0.8	2000	3
5	3×10^8	0.3	250	3
6	3×10^8	0.3	2000	3
7	3×10^8	0.8	250	3
8	3×10^8	0.8	2000	3
9	8×10^8	0.3	250	3
10	8×10^8	0.3	2000	3
11	8×10^8	0.8	250	3
12	8×10^8	0.8	2000	3

2) les amas ouverts invisibles

On ne connaît que très peu d'amas ouverts comparé à ce qui existe, du fait de notre position dans la Galaxie. Si l'on définit une brique élémentaire par la sphère contenant les amas connus, on peut tirer aléatoirement des amas dans la distribution des amas connus, et remplir autant de briques élémentaires qu'il faut pour remplir la galaxie. Mais il faut que ces briques suivent les bras spiraux, lieux de formation d'étoiles. Je ne sais pas encore comment faire ça.

Pour placer les populations d'amas sur les bras spiraux, il faut tracer ces bras sous forme pararamétrique : avoir des points dessus régulièrement espacés, en coordonnées polaires, avec pour origine le centre galactique. On peut convertir en cartésien centré sur le Soleil si besoin.
Pour se faire, je vais faire des coupes du disque d'étoiles du modèle de Fux, suivant des diamètres tournés de $d\theta$ les uns des autres. En repérant sur chacune de ces droites les pics de densité, je récupère la distance des bras au centre galactique pour chaque θ.

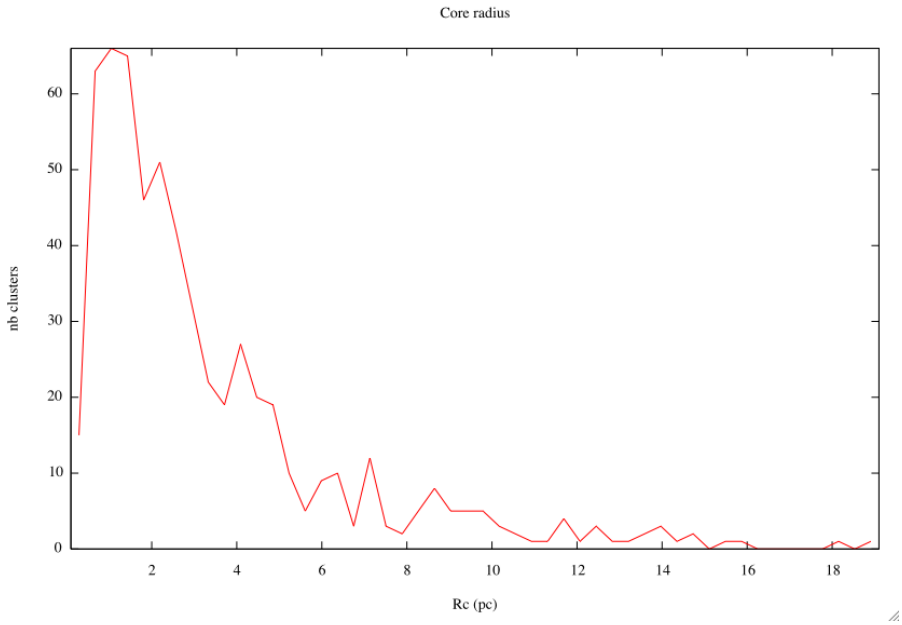


FIGURE 4.12 –

Il reste ensuite à tirer les positions des amas autour de positions espacées régulièrement sur les bras, en respectant la distribution en position et en masse, age, concentration centrale, rc, des amas proches du Soleil (connus).

4.7.2 Mélanger avec le modèle de Fux

Paola pense que l'on peut mettre les amas directement par dessus les paquets d'étoiles du modèle de Fux parce que les amas ne seraient pas pris en compte par le modèle. Il faudra utiliser la distribution de masse des étoiles "field stars" pour "ouvrir" les particules du modèle de Fux, lorsqu'on va s'approcher d'une région de la Galaxie. La Galaxie comporte environ 200 milliards d'étoiles, on doit donc utiliser des paquets.

4.8 Journal de bord

21 avril 2011

En attendant les distributions de masse simulées par Paola, je réfléchis au positionnement des amas ouverts dans les bras spiraux. Voilà l'idée : je prends le modèle de fux, et je vais paramétriser les bras : Je vais faire un histogramme des étoiles sur le diamètre de la galaxie, en faisant tourner ce segment de 1 degré, jusqu'à faire un tour de la Galaxie. Le pas de l'histogramme sera toujours, le même, à définir. Par exemple 100 pc. Sur chaque histogramme, je repère les maximums, qui correspondent en fait au bras spiraux. J'obtiens donc des coordonnées polaires de points sur les bras. Pour cela, je me place à Z=0 kpc, dans le plan de la galaxie. ensuite, autour de chacun de ces points (X,Y,Z), je simulerai une distribution d'amas semblable à celle connue autour du Soleil. Ainsi, on aura les amas sur les bras de façon réaliste et en 3D.

27 avril 2011

Voilà, j'ai une galaxie avec des bras spiraux en coordonnées polaires. (*figure* 4.13). Le pas en théta est de 1°. Je réfléchis maintenant au tirage des positions des amas. Je ne suis pas sûr que l'idée du 21 avril soit la bonne. Quelque chose de plus simple serait de prendre un rayon donné autour de chaque point des bras, puis de tirer des positions pour les amas, avec la contrainte que l'amas soit à moins d'un rayon d'au moins un point. La largeur des bras doit être choisie de façon réaliste. Pour écrire le code, je vais prendre une valeur au pif, soit 0.5 Kpc. Après j'approfondirai.

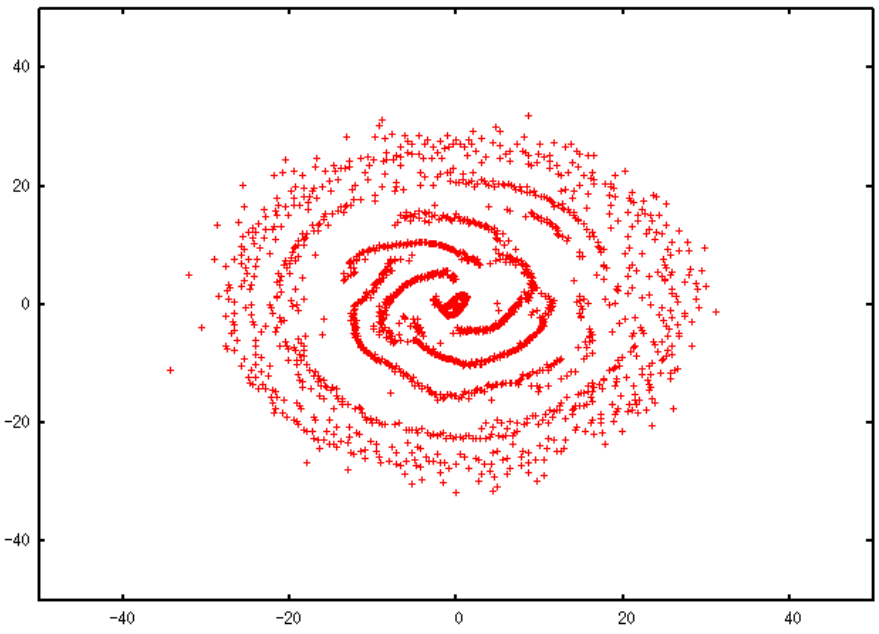


FIGURE 4.13 –

Voilà, en prenant 10000 amas (au pif), j'obtiens ça : (*figure* 4.14) Chaque point est un amas ouvert.

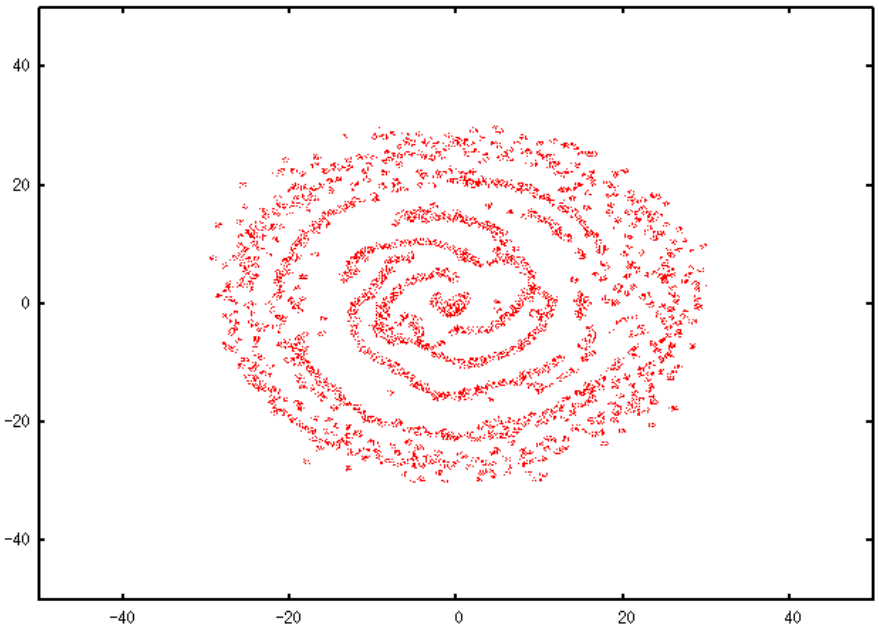


FIGURE 4.14 –

Et voilà ce que ça donne avec des couleurs et luminosités au pif, et un ajustement des niveaux sur GIMP. (*figure* 4.15)

29 avril 2011

Maintenant que je sais détecter les bras, il faut mettre les amas de façon réaliste. Ce que j'ai fait plus haut ne l'est pas vraiment : ça ne fait pas de "grumeaux", j'ai tiré une distribution homogène de positions dans des bras de largeur fixée, j'ai pris un nombre total d'amas au hasard. J'ai discuté avec Frédéric Arenou, et il y a un moyen de positionner les amas de manière réaliste de façon simple.

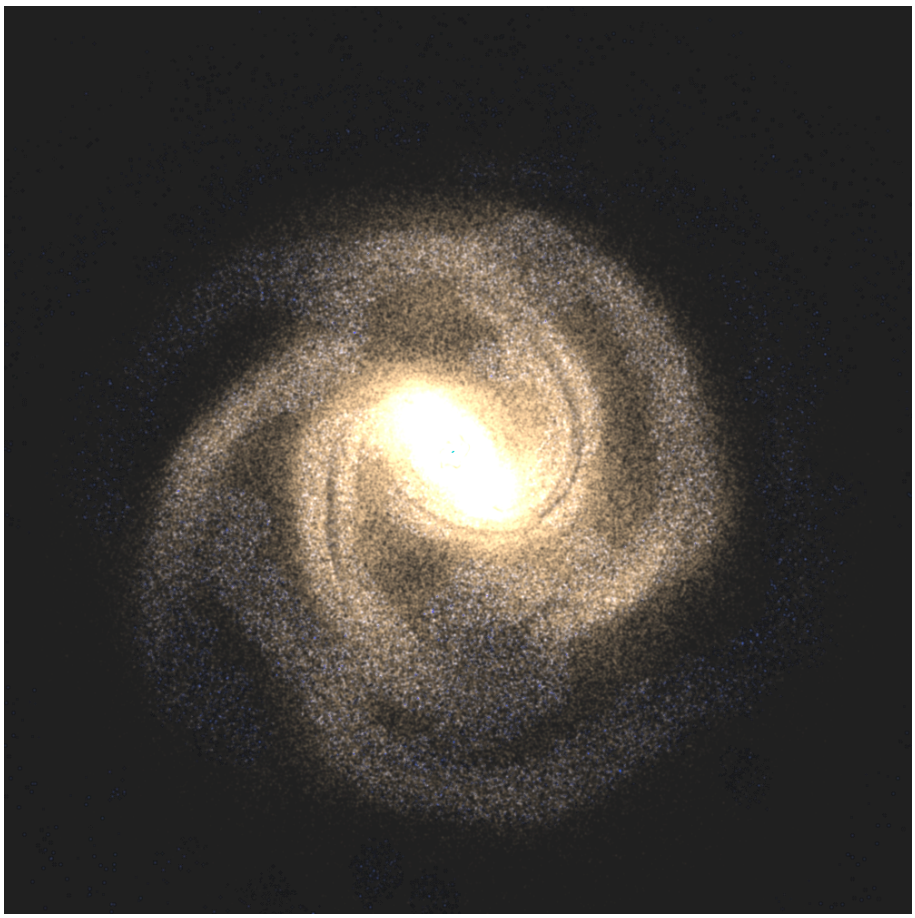


FIGURE 4.15 –

3 mai 2011

Voici la méthode que j'ai développée pour simuler les positions des amas ouverts :

- 1) Lecture des données du catalogue d'amas ouverts utilisé par Gaia.
- 2) Détection des bras spiraux selon la méthode décrite plus haut/
- 3) Sélection des paquets d'étoiles du modèle de Fux qui sont à plus de 2 kpc du centre galactique et à moins d'1kpc d'un quelconque point d'un bras : Je considère des paquets d'étoiles dans 4 zones : à moins de 0.4kpc, entre 0.4 et 0.6kpc, entre 0.6 et 0.8 kpc, et entre 0.8 et 1kpc du centre d'un bras.
- 4) Calcul des probabilités de présence des amas dans les bras spiraux à partir du modèle de Fux et de la distribution spatiale des amas ouverts connus autour du Soleil :
  je considère le Soleil comme étant au milieu d'un bras.
  Dans des anneaux concentriques (identiques au point 3)), je regarde combien se trouvent d'amas N_{OC} et combien se trouvent de paquets d'étoiles N_P.
  Le rapport N_P/N_{OC} est la probabilité que dans un bras donné, dans l'intervalle de distance au milieu du bras donné, on trouve un amas où se trouve un paquet donné.
- 5) Pour chaque paquet d'étoiles sélectionné, application de la probabilité de présence des amas.
- 6) Application des modèles d'amas à chaque point. Pour l'instant, tirage aléatoire uniforme d'étoiles bleues dans des amas de tailles et de nombres d'étoiles variées. J'ai simulé des amas de 10 à 100 étoiles d'un rayon de 10 à 100 pc.

Et voilà ce que ça donne avec des couleurs et luminosités au pif, et un ajustement des niveaux sur GIMP. (*figure* 4.16)

4 mai 2011

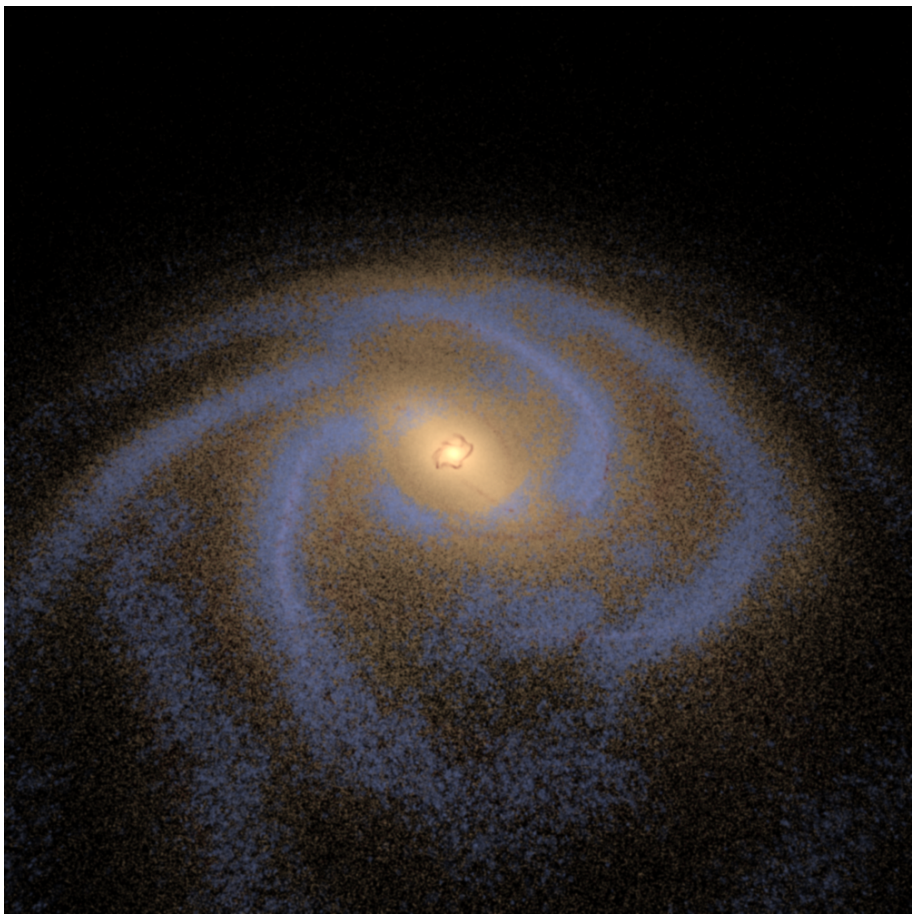


FIGURE 4.16 –

Le calcul des positions des amas est très long : environ 2 h. J'ai donc écrit les positions simulées dans un fichier pour tester l'attribution des modèles aux positions. Il faut que je règle les paramètres de simulation des positions des amas pour que ce soit plus réaliste. Je passe aux étoiles du champ en attendant les modèles N corps de Paola DiMatteo.

6 mai 2011

Je dois réfléchir à comment répartir les modèles d'amas selon leurs âges. Je lis dans Friel 1993 que les plus vieux amas sont situés proche du Soleil ou plus loin du centre galactique, car ils sont moins sensibles à l'action des marées de la galaxie à ces distances. Les amas plus proches du centre sont plus jeunes car les plus vieux se sont dispersés dans le disque. Il montrent qu'il y a un gradient dans la métallicité pour les vieux amas ouverts , $[fe/H]$ augmente quand la distance au centre galactique diminue (figure 2 de l'article).

16 mai 2011

Je dois revoir en partie ma méthode de positionnement des amas ouverts, pour pouvoir prendre leur âge en compte. 1) Je dois trier les amas ouverts connus dans les trois tranches d'âge choisies pour fabriquer les modèles :
3 âges : $[0, 10^8 yr[$ (modèle : $5 \times 10^7 yr$), $[10^8 yr, 5 \times 10^8 yr[$ (modèle : $3 \times 10^8 yr$), et $>= 5 \times 10^8 yr$ (modèle : $8 \times 10^8 yr$)
2) Je compte le nombre d'amas de chaque tranche d'âge.
3) Dans toute la sphère de $\sim$4 kpc de rayon autour du Soleil je compte le nombre de paquets d'étoiles que j'ai.
4) Je calcule les probabilités d'avoir un amas d'une certaine tranche d'âge par paquet d'étoiles.
5) J'applique ces probabilités à toute la galaxie et donne une couleur différente aux trois tranches d'âges

Ensuite il faudra voir deux choses :
1) utiliser non pas des disques autour des points des bras, mais des régions rectangulaires
2) Regarder combien il y a d'amas d'une certaine masse, d'une certaine concentration, dans chaque tranche d'âge, pour répartir les modèles à chaque amas du catalogue simulé.

17 mai 2011

En suivant cette méthode, les amas sont très peu nombreux et ne suivent pas les bras. On voit très peu les bras dans le disque des paquets d'étoiles dans Fux (voir *figure* 4.17). Par contre on les voit très bien avec le gaz.

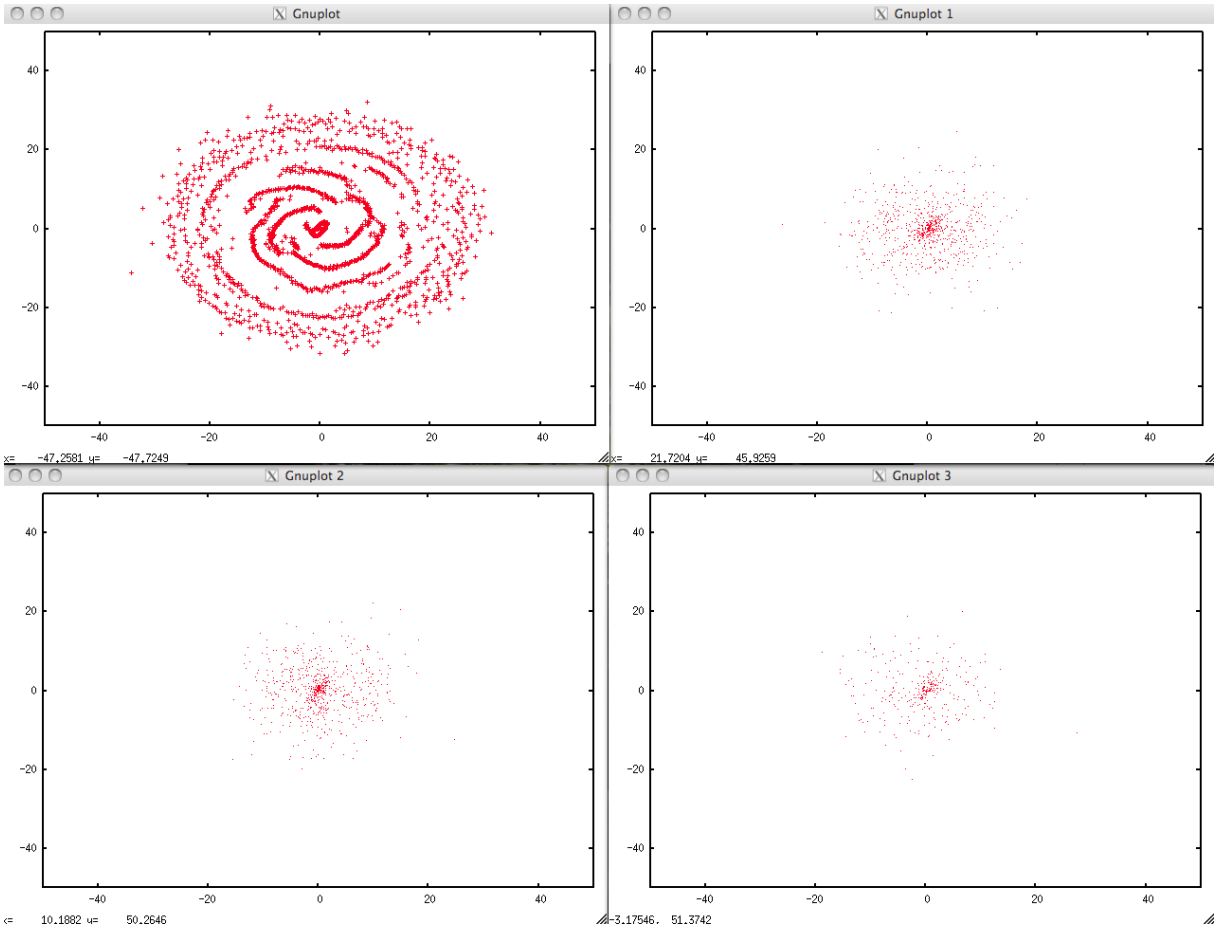


FIGURE 4.17 – Plot 0 : bras détectés avec les paquets d'étoiles (ce n'est plus utilisé pour le positionnement des amas). Plot 1 : amas de la première tranche d'âge. Plot 2 : amas de la deuxième tranche d'âge. Plot 3 : amas de la troisième tranche d'âge.

Le gaz trace les amas ouverts jeunes, puisque c'est dans les nuages de gaz, surtout le long des bras, qu'ils se forment. Mais pour les amas vieux, ça ne peut pas marcher comme ça. Le gaz a été soufflé depuis un bon moment dans de tels amas. Néanmoins, en calculant les probabilités de présence des amas ouverts avec les paquets de gaz à la place des paquets d'étoiles, cela marche beaucoup mieux. Mais le nombre d'amas obtenu est encore très faible. Une explication peut-être que l'espacement entre deux paquets d'étoiles ou deux paquets de gaz est très grand, et donc que quadriller les positions des amas à partir de celles des paquets apporte un biais : on ne peut pas mettre d'amas "dans les trous". Pour l'instant, je multiplie les probabilités de présence des amas des trois tranches d'âge par 5. La *figure* 4.18 donne le résultat en utilisant les paquets de gaz :

Voici une image obtenue avec mon code, amélioré la semaine dernière (*figures* 4.19, 4.20 et 4.21) :

22 juin 2011

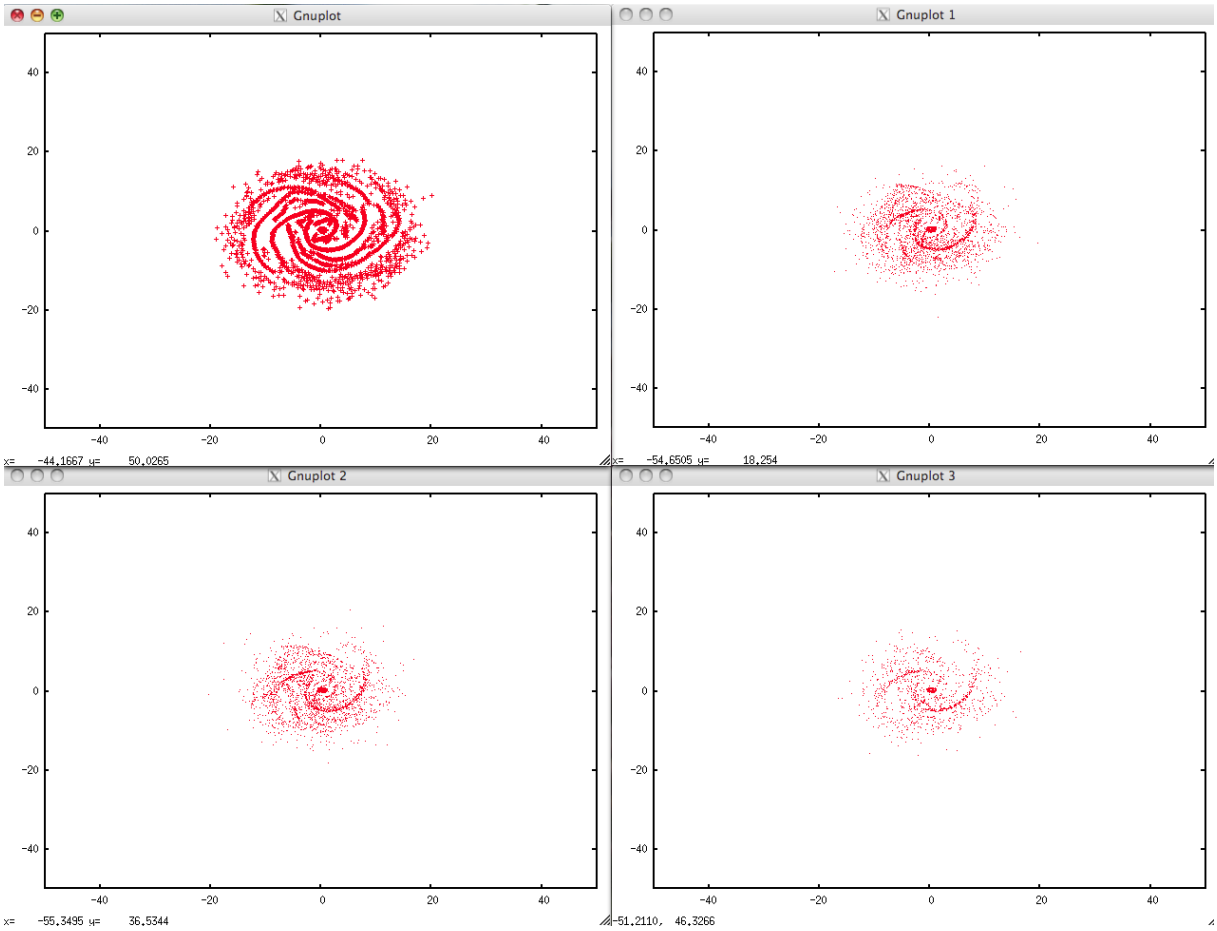


FIGURE 4.18 – Plot 0 : bras détectés avec les paquets de gaz (ce n'est plus utilisé pour le positionnement des amas). Plot 1 : amas de la première tranche d'âge. Plot 2 : amas de la deuxième tranche d'âge. Plot 3 : amas de la troisième tranche d'âge.

Nous allons donc avoir des amas ouverts simulés de trois âges différents à un moment donné. Pour simuler les paramètres stellaires des étoiles de ces amas, il va nous falloir connaître la métallicité de ces amas. Pour cela je vais utiliser un gradient de métallicité résultant du modèle de Magrini et al. 2009 (voir *figure* 4.22).

Etant donné que l'on considère que les amas ouverts ont un âge au plus de 8×10^8 ans (les amas plus âgés sont peu nombreux, il faudra les ajouter "à la main"), seule la première courbe, calculée pour des âges $\leqslant 0.8$ Gyr, doit être utilisée. Je réfléchirai aux rares amas plus vieux un peu plus tard.

J'ai récupéré les points avec le logiciel Datareader. Les données sont contenues dans le fichier "Magrini2009.dat". Je dois maintenant convertir ces [Fe/H] en Z. Pour cela il me faut des valeurs de Y. Ne trouvant pas dans la littérature de gradient de Y, je vais pour l'instant prendre le Y solaire. Misha Haywood me dit que c'est une approximation acceptable car on n'en sait pas assez sur le Y dans les étoiles.

Voilà comment je passe de [Fe/H] à Z (méthode décrite dans Lebreton 1997) :

$$[Fe/H] \approx \log Z/X - \log (Z/X)_\odot \tag{4.23}$$

$$Z \approx X \times 10^{[Fe/H]+\log (Z/X)_\odot} \tag{4.24}$$

$$Z \approx \frac{(1-Y) \times 10^{[Fe/H]+\log (Z/X)_\odot}}{1+10^{[Fe/H]+\log (Z/X)_\odot}} \tag{4.25}$$

Par définition :

$$X + Y + Z = 1 \tag{4.26}$$

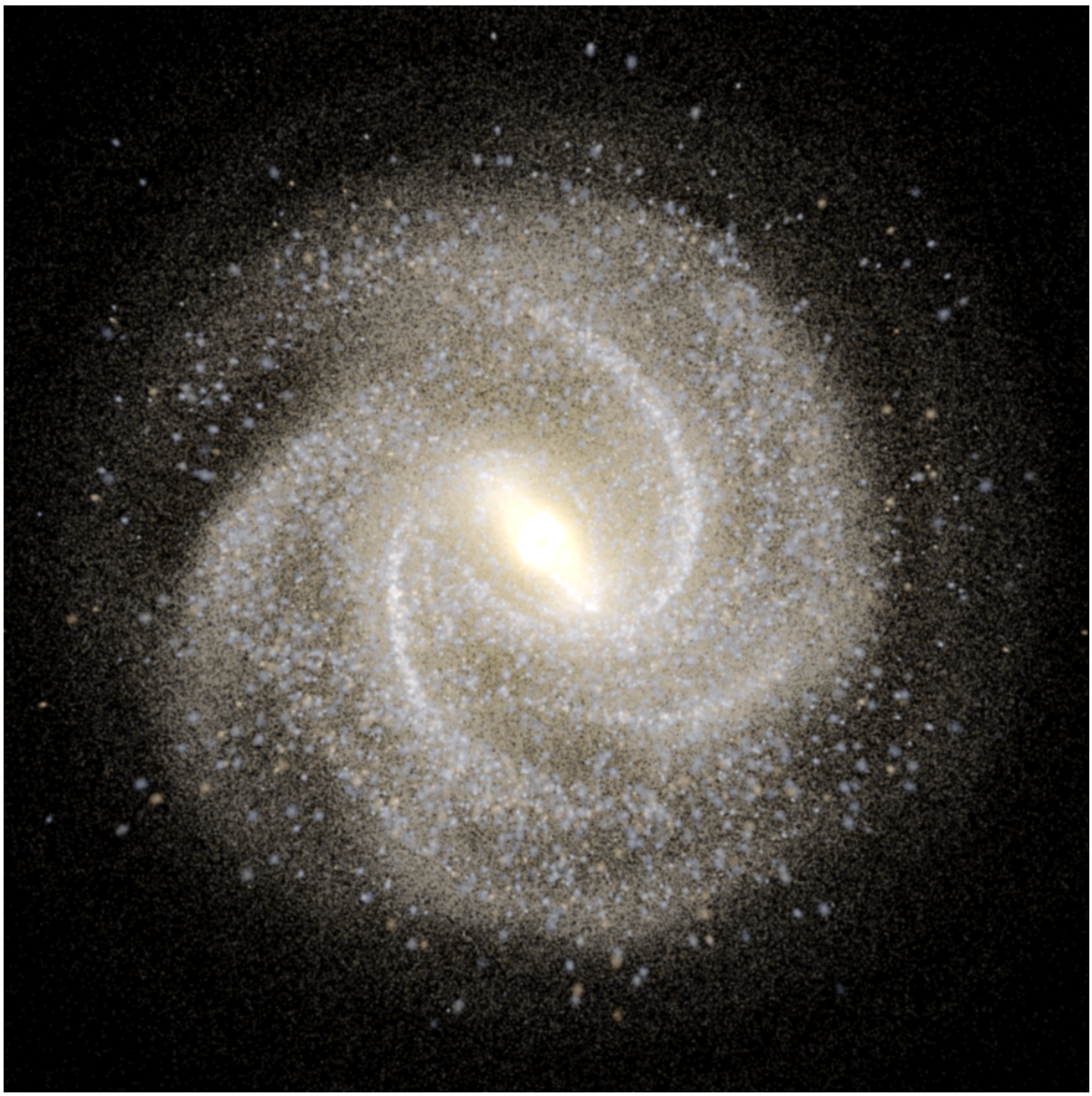


FIGURE 4.19 –

Avec X l'abondance d'hydrogène, Y l'abondance d'hélium, et Z l'abondance de tous les éléments plus lourds que l'hélium. Il est possible de prendre le Y solaire pour tous les amas, car on n'a pas assez d'information concernant le Y des étoiles dans le disque. Les valeurs solaires sont : $X_\odot = 0.7381$, $Y_\odot = 0.2485$, $Z_\odot = 0.0134$ (Asplund 2009) Donc pour un amas ouvert :

$$Z \approx \frac{(1 - Y_\odot) \times 10^{[Fe/H] + \log{(Z/X)_\odot}}}{1 + 10^{[Fe/H] + \log{(Z/X)_\odot}}} \tag{4.27}$$

23 juin 2011
Pour convertir les données [Fe/H] en Z, et créer le fichier "RTIGE_2011_metallicity_gradient.dat", utiliser le programme "RTIGE_metallicity_gradient.py".

N'ayant pas encore les distributions de positions et de masse d'amas ouverts simulées par Paola DiMatteo, je vais simuler rapidement des amas peu réalistes. Je prends simplement 1000 points distribués de façon gaussienne dans une sphère de 10pc de rayon. Je prends une distribution gausienne pour les masses, centrée sur $0.1 M_\odot$. Cela va me servir pour tester la simulation des paramètres stellaires.

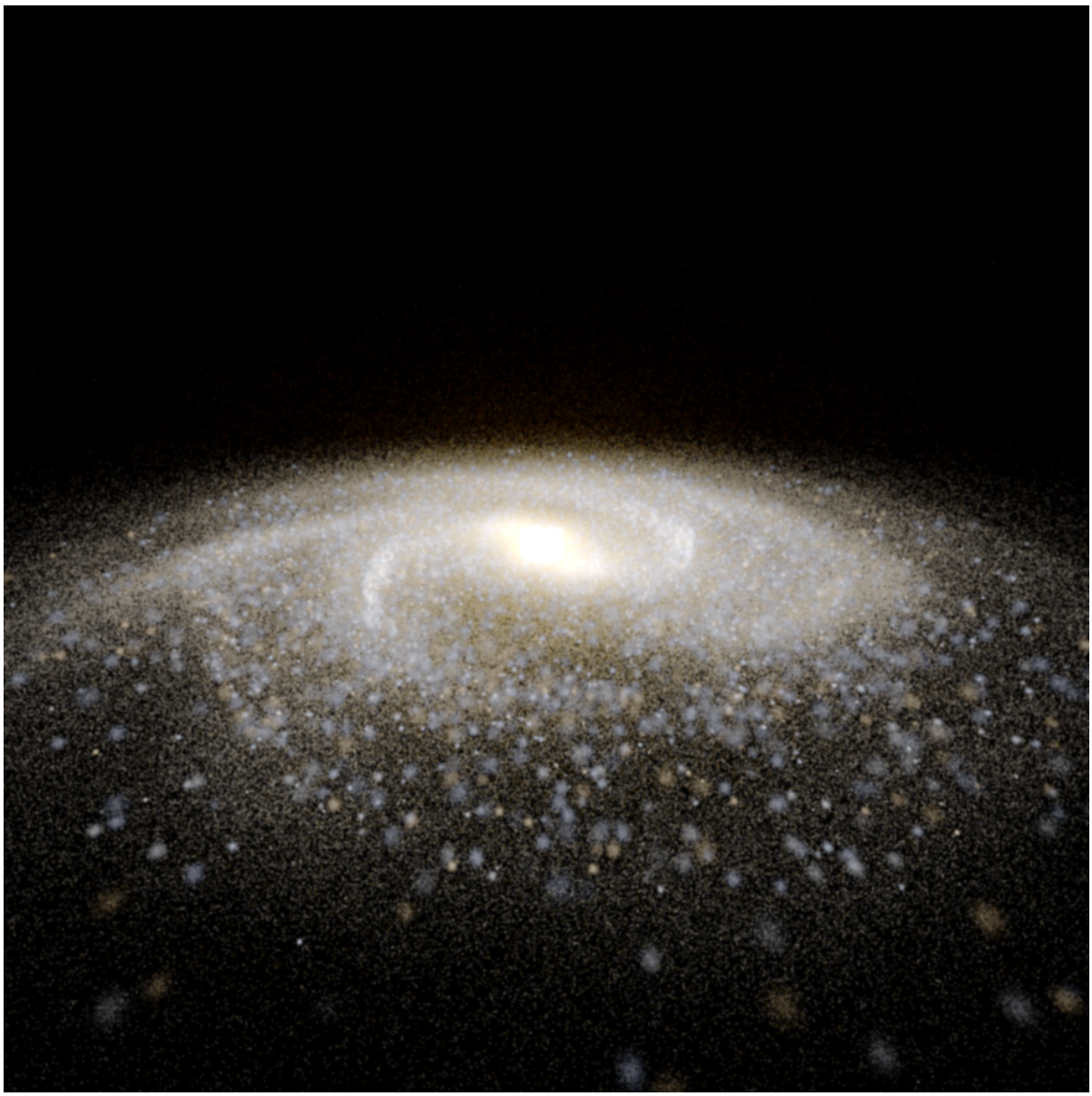


FIGURE 4.20 –

Je décompose le disque en 10 anneaux concentriques de 2 pc d'épaisseur, et je leur donne à chacun une valeur de métallicité Z, donnée par le modèle de Magrini et al. 2009. Les valeurs de Z sont : 0.04823, 0.03938, 0.02641, 0.01495, 0.00994, 0.00792, 0.00699, 0.00654, 0.00593, 0.00538. Je télecharge les isochrones avec ces Z et $Y = Y_{\odot} = 0.2485$.

01 août 2011

Dans "The Milky Way Galaxy", L. S. Marochnik, A. A. Suchkov, page 121 se trouve une distribution âge des amas ouverts vs distance au centre galactique vs altitude au plan galactique.

24 août 2011

Paola cherche une solution au problème relevé la dernière fois (il n'y avait pas d'étoiles de plus d'une masse solaire dans ses amas). En attendant, elle me donne un nouvel amas sans ségrégation et qui contient des grosses étoiles. Je remplace l'ancien fichier par le nouveau, renommé en 'ID01_noseg_24082011.dat' dans le dossier '/Users/yannickboissel/RTIGE/data/Modeles_amas'.

25 août 2011

J'ai corrigé pas mal de bugs dans le code qui simule un amas ouvert. Et j'ai pris des isochrones là :

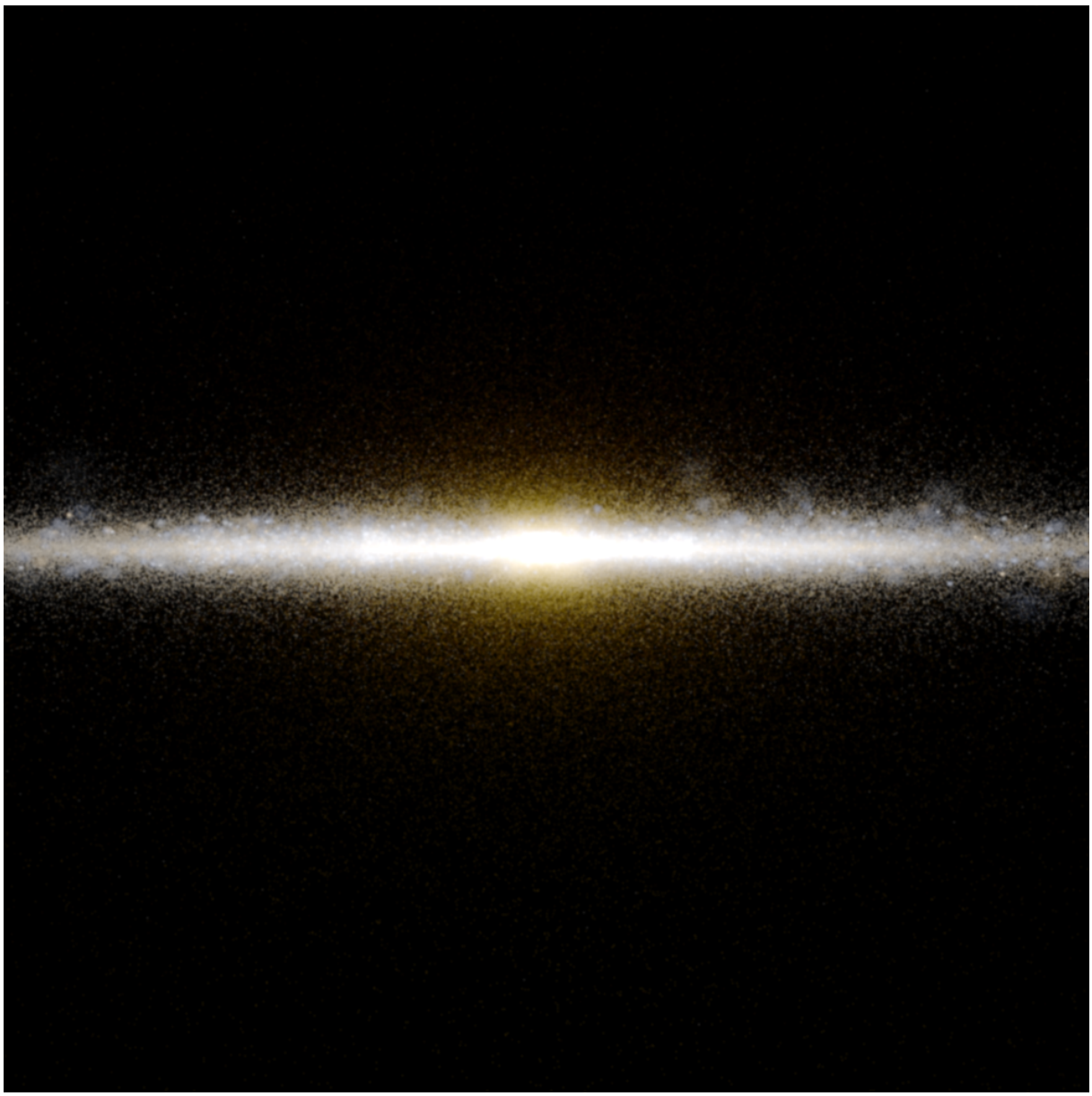


FIGURE 4.21 –

http ://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd_2.3. Ce sont les isochrones de Girardi, mais sur une autre page de leur site. Elles sont plus complètes. Il manquait les étoiles massives sur celles du serveur YZVAR. (D'ailleurs il faut que je refasse les fichier d'isochrones pour les amas globulaires). Maintenant ça marche, j'ai fait une petite video d'un amas ouvert qui vieillit, on voit bien les étoiles passer du bleu au rouge puis disparaître, avec la luminosité qui varie.

29 août 2011

Attention, pour les amas ouverts, Paola a mis des classes de masse de 0.1 en 0.1 entre 0.1 et 21 $M_{\odot}$. J'ai donc changé l'algorithme qui augmente la résolution de l'histogramme des classes de masse dans la fonction 'clustercatalogue.buildOCcatalogue'. Voilà deux images (*figure* 4.23) de deux amas ouverts simulés par Paola DiMatteo, montrant une ségrégation de masse à gauche, et n'en montrant pas à droite. L'amas a dans mes deux cas 3 millions d'années, mesure 3 pc et est vu depuis 5 pc. Il y a un soucis sur l'image de gauche : les étoiles de faible masse sont toutes rassemblées au bas de l'image, dans une bande. Paola est en train de chercher la cause de cet effet.

14 septembre 2011

Problème résolu : en dehors de la fonction 'proj3D_color' , je calculais la position de la caméra et du soleil, alors que je les calculais dans la fonction aussi ! mais dans la fonction, j'avais écrit $z = d\cos(teta)$

au lieu de $z = d\cos(phi)$. Si on prend le premier, z va varier avec teta si on regarde l'amas à la verticale. Et donc il y a conflit entre les distances calculées en dehors de la fonction et la position de la caméra calculée dedans. Du coup les luminosités apparentes sont fausses. Bref, j'ai corrigé ça. J'ai corrigé aussi les fonctions 'proj3D', 'proj3D_color2' et 'proj3D_stereo'. On a maintenant des amas avec les étoiles bien réparties autour du centre de l'amas *figure* 4.24. On voit bien la ségrégation de masse sur l'image de gauche.

15 septembre 2011

Avec les corrections de code d'hier, je peux maintenant pointer la caméra sur une étoile quelconque, pas seulement le centre de l'amas, et en se rapprochant de l'étoile, elle devient un disque.

23 septembre 2011 :

J'ai fait une erreur d'un facteur 2 pour le calcul de L_V et de $L_{V_\odot}$! J'ai corrigé tous les programmes. J'ai relancé 'RTIGE_OC_isochrones.py'.

5 octobre 2011 :

Je ré-écris le programme qui écrit le catalogue d'amas ouverts. Je fais une copie de l'ancien en 'RTIGE_OC_catalogue_old.py'. Je commence par définir les 10 classes d'âges. L'âge minimum dans le catalogue de Gaia est 6.64 et l'âge maximum est 9.5 en log10(années). Cela fait des classes d'âge de 0.286 de largeur. Dans une boucle, je définis la classe d'âge avec la largeur et la moyenne des log10(âge), trie les amas, calcule la probabilité de présence.

6 octobre 2011 :

J'ai revu la méthode de simulation de la population d'amas. En effet, en se basant uniquement sur le nombre d'amas pas particule de gaz, on se retrouve avec des trous : pas d'amas entre les particules. Je vais plutôt utiliser la masse de gaz.

1) Comme les particules ont toutes la même masse, je peux dire qu'elles ont toute une masse de 1, dans une unité arbitraire. Dans cette unité, le nombre de particules dans un volume donné est la masse totale de gaz dans ce volume.

2) Dans le catalogue d'amas ouverts utilisé par Gaia, il y a $N_{OC} = 598$ amas. Pour tous, on a la distance au Soleil. Dans la sphère ayant pour rayon la distance du plus lointain d'entre eux, je compte le nombre de particules de gaz, et donc la masse totale de gaz M_{gaz}.

3) Je découpe le disque de gaz du modèle de Fux en 19 tranches selon l'altitude z, entre $z = -0.89$ kpc et $z = 0.89$ kpc (min et max des z des particules), avec un pas de 0.099 pc.

4) Pour chaque tranche, je fais l'histogramme en (x,y) des masses entre -30 et 30 kpc dans les deux directions : chaque case me donne une masse m_{gaz}.

5) En multipliant chaque histogramme par N_{OC}/M_{gaz}, j'obtiens le nombre total d'amas ouverts présents dans chaque case, et donc dans chaque volume élémentaire de $0.6 \times 0.6 \times 0.099$ kpc.

6) Je divise les valeurs de l'ensemble du cube de données par la somme de toutes les valeurs pour me ramener à 1 amas ouvert. Chaque élément du cube donne donc la probabilité pour un amas de s'y trouver.

7) Je fais un tirage avec réjection pour 10000 amas suivant la loi donnée par le cube.

8) Pour chaque amas tiré je donne un âge, selon une probabilité $P_{age} = N_{OC_{age}}/N_{OC}$ avec $N_{OC_{age}}$ le nombre d'amas de l'âge *age* présents dans le catalogue utilisé par Gaia.

9) Je donne une métallicité Z à chaque amas, selon leur distance R au centre de la galaxie : pour $0 < R < 3$ kpc : [Fe/H]=0.5 (Z=0.03), pour $3 < R < 8$ kpc : [Fe/H]=0 (Z=0.01), pour $R > 8$ kpc : [Fe/H]=-0.5 (Z=0.004).

7 octobre 2011 :

Ma nouvelle méthode réduit la résolution des positions des amas inutilement. Voilà plutôt ce qu'il faut faire :

1) Considérer toute la galaxie : Probabilité pour un amas de se trouver au même endroit qu'une particule : $P = N_{tot}/N_{p_{gaz}}$, avec un nombre total d'amas $N_{tot} = 10000$, et $N_{p_{gaz}}$ le nombre total de particules de gaz.

2) Faire une boucle sur le nombre de particules de gaz et pour chaque particule, placer un amas selon la probabilité P.

3) Dans le catalogue d'amas ouverts utilisé par Gaia, il y a $N_{OC} = 598$ amas. Pour chaque amas placé je donne un âge, selon une probabilité $P_{age} = N_{OC_{age}}/N_{OC}$ avec $N_{OC_{age}}$ le nombre d'amas de l'âge *age* présents dans le catalogue utilisé par Gaia.

4) Je donne une métallicité Z à chaque amas, selon leur distance R au centre de la galaxie : pour $0 < R < 3$ kpc : [Fe/H]=0.5 (Z=0.03), pour $3 < R < 8$ kpc : [Fe/H]=0 (Z=0.01), pour $R > 8$ kpc : [Fe/H]=-0.5 (Z=0.004).

C'est beaucoup plus simple et ça fonctionne. La *figure* 4.25 donne la position des amas ainsi simulés. Elle contient 9767 amas.

21 octobre 2011 :
Pour les amas avec ségrégation de masse, les masses dans les fichiers multiparam sont en $10^{-9} M_\odot$, et les classes de masse séparées de 0.5 $M_\odot$.

28 novembre 2011 :
J'ai maintenant les nombres moyens d'étoiles pour chaque particule étoile et pour chaque tranche d'âge de chaque particule hybride. J'ai voulu voir une image de galaxie en utilisant la méthode que j'ai développée avec Mikaël pour les couleurs. (voir partie méthode). Le bulbe apparaît blanc, le disque rose clair, et les particules hybrides rose foncé. Je ne parviens pas à trouver d'où ça vient. J'ai écrit un programme 'galaxy3D2.py' qui fait ça, et un programme 'test4.py' qui le fait pour 2000 particules de chaque ensemble. Pour le calcul des luminosités dans les trois canaux de couleurs, j'ai écrit deux fonctions dans 'RTIGEutil.py', une pour les particules étoiles : 'particle_colors', et une pour les particules hybrides : 'particle_colors_2'.

Je viens de corriger la gestion des cases vides des diagrammes HR : au lieu de mettre les cases à 0 pour tous les vecteurs, je ne fais les calculs que sur les cases non-vides. Les images ne sont plus roses, mais blanches. J'ai remis la multiplication par le nombre d'étoiles dans le calcul de luminosité dans les deux fonctions, et relancé le programme. On va voir. C'est toujours blanc. voir *figures* 4.26 (disque), 4.27 (bulbe), 4.28 (particules hybrides) et 4.29 (tout).

Amas ouverts :
Pour les particules hybrides, j'ai besoin de savoir combien elles contiennent d'amas ouverts : les nouveaux et les anciens. Je dispose de la masse totale d'étoiles de chacun des 11 âges. Il me faut donc la fonction de masse initiale d'amas ouverts : c'est-à-dire une fonction qui donne la proportion d'amas de chaque classe de masse qui naissent à un moment donné. Hui-Chen me dit que la proportion d'amas par classe de masse est :

$$\frac{dN}{dM} \propto M^{\alpha} \tag{4.28}$$

avec $\alpha = -2$, et $M \in [10^4, 10^6 M_\odot]$. Références :
A&A 494, 539-551 (2009)
DOI : 10.1051/0004-6361 :200811212

Mon. Not. R. Astron. Soc. 405, 857–869 (2010)
doi :10.1111/j.1365-2966.2010.16511.x

The Astronomical Journal, 135 :823–835, 2008 March
doi :10.1088/0004-6256/135/3/823

Je peux prendre 5 classes de masse : $10^2, 10^3, 10^4, 10^5, 10^6 M_\odot$. Problème, quel est α pour $M < 10^4 M_\odot$? Les modèles que donne Paola ont une masse de 250 ou 2000 $M_\odot$, donc je dois aller jusque 10^2.

29 novembre 2011 :
Dans Parmentier et al. 2008, je lis :

"For the ICMF, we assume a power-law mass spectrum $dN/dM_{cl} \propto M_{cl}^{-2}$ over the mass range 10^2–10^7 $M_\odot$." Cela semble donc raisonnable de prendre $\alpha = 2$ pour les 5 classes de masse d'amas.

30 novembre 2011 :

Dans Bik et al. 2003 ils prennent aussi $\alpha = 2$ pour des masses entre $10^{3.5}$ et $10^{5.5}$ $M_\odot$. Pour chaque particule, je vais donc :

1) Prendre la masse totale de nouvelles étoiles

2) Tirer des masses d'amas suivant la loi par un algorithme de réjection

3) Dernière itération quand la masse totale est atteinte.

J'ai écrit un nouveau programme 'RTIGE_OC_catalogue.py', qui produit 11 fichiers 'RTIGE_2011_OC_catalogue ## étant l'âge de la simulation.

Pour chaque particule, j'ai 11x5=58 colonnes donnant le nombre d'amas à simuler, de 5 masses différentes, et de 11 âges différents. Pour l'instant les amas vieux tirés dans les modèles plus anciens restent dans les particules des modèles plus récents. Il faudra tenir compte de la dilution des amas dans le disque dans un second temps, simplement en ajoutant quelques lignes dans l'algorithme qui enlève des amas au bon moment.

Les plus petits amas ne doivent pas être représentés et laissés dilués dans la couche de particules hybrides, en utilisant les diagrammes HR. Les plus gros amas (très peu), peuvent être représentés sous forme de sprites plus ou moins brillantes, par dessus les particules. Autour des sprites, il faudra colorer et illuminer la fraction gaz des particules en rose pour représenter l'ionisation.

5 décembre 2011 :

Pour les âges, il faut raisonner en termes de classe d'âge, pas d'âge!!!!! les âges des particules ou amas dépendent du modèle choisi, mais pas la classe d'âge. exemple : modèle 07 : contient les classes d'âge 00 à 07, et les âges de ces classes, sont 8.54 à 6.6.

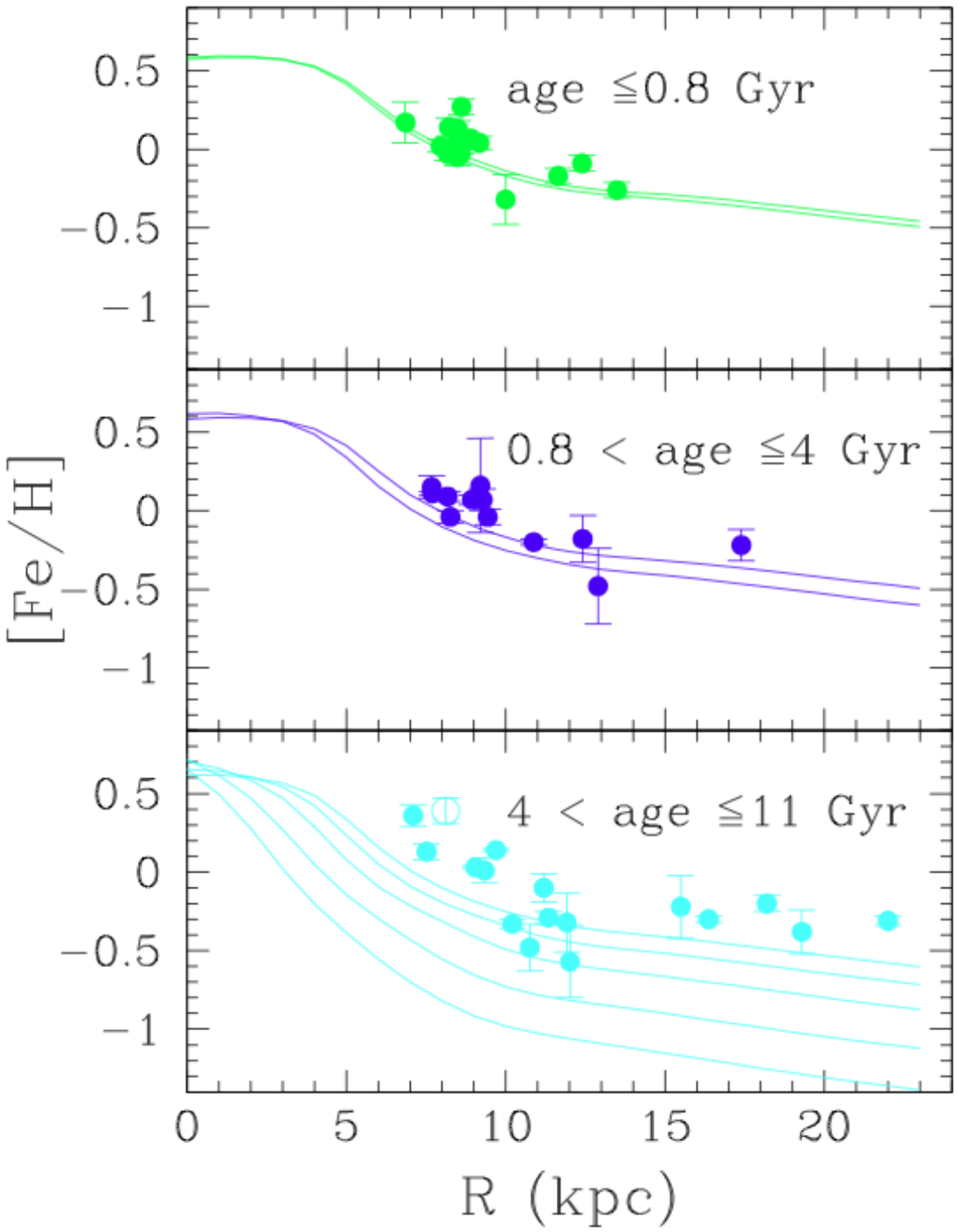


Fig. 1. Gradient of [Fe/H]: comparison between high-resolution data of OCs with the model decribed in the Appendix. Different panels show abundances for different age bins: *top* (panel 1), ages ≤0.8 Gyr; *middle* (panel 2), ages 0.8 Gyr < age ≤ 4 Gyr; *bottom* (panel 3), ages 4 Gyr < age ≤ 11 Gyr. The models adopted to compare with observations are for 0 and 1 Gyr ago (panel 1), 1 and 4 Gyr ago (panel 2), and 4, 6, 8, 10, 11 Gyr ago (panel 3).

FIGURE 4.22 –

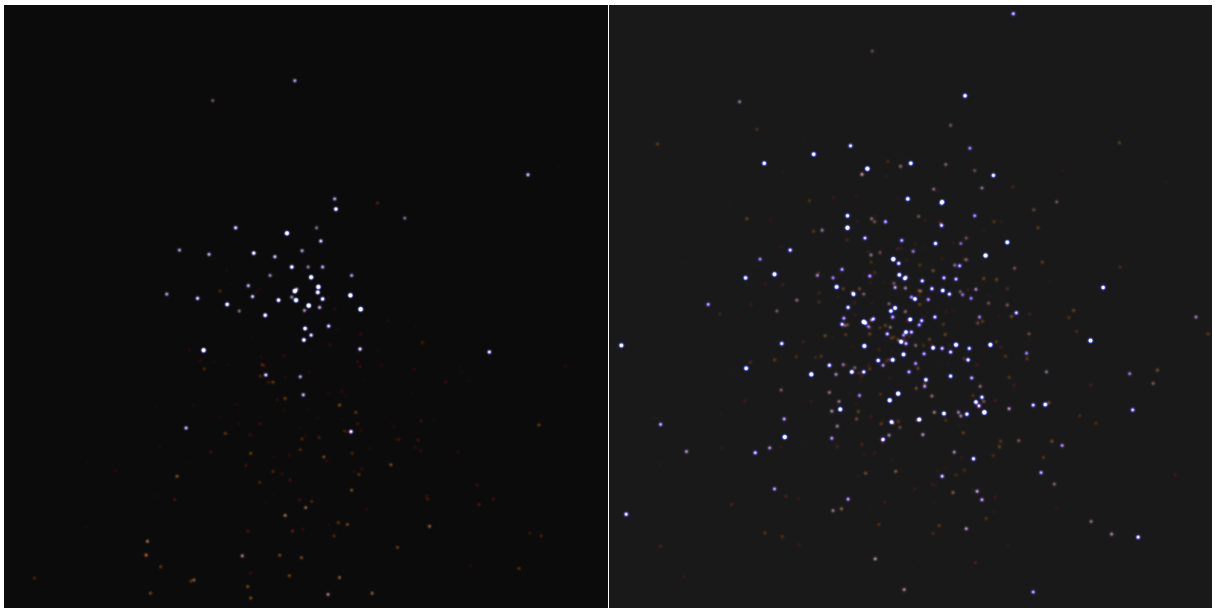


FIGURE 4.23 –

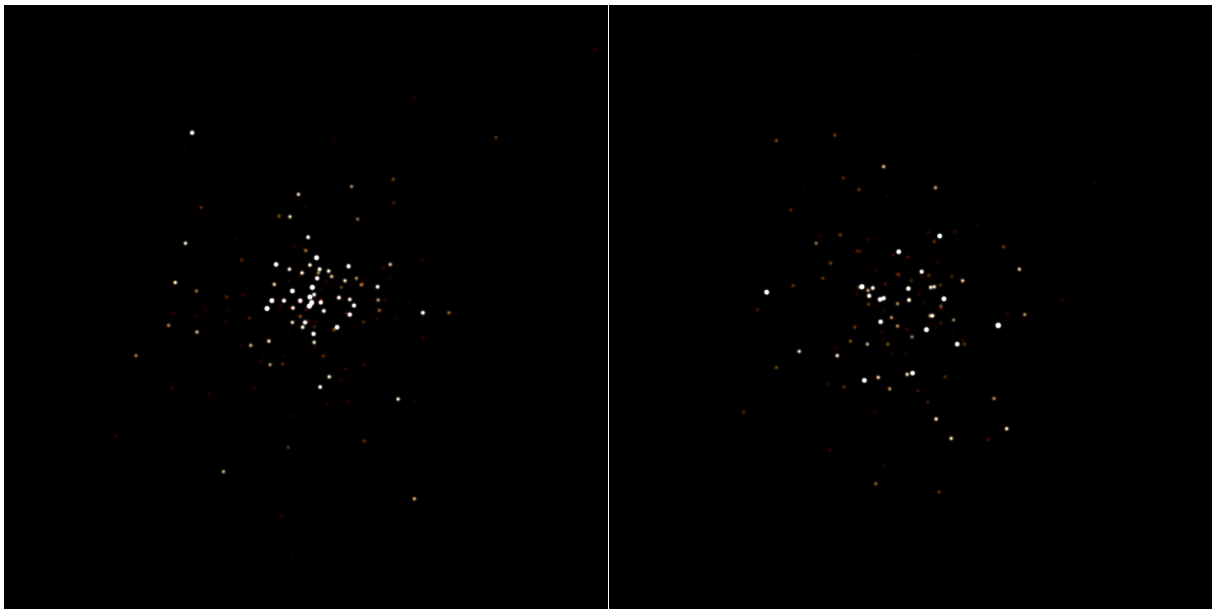


FIGURE 4.24 –

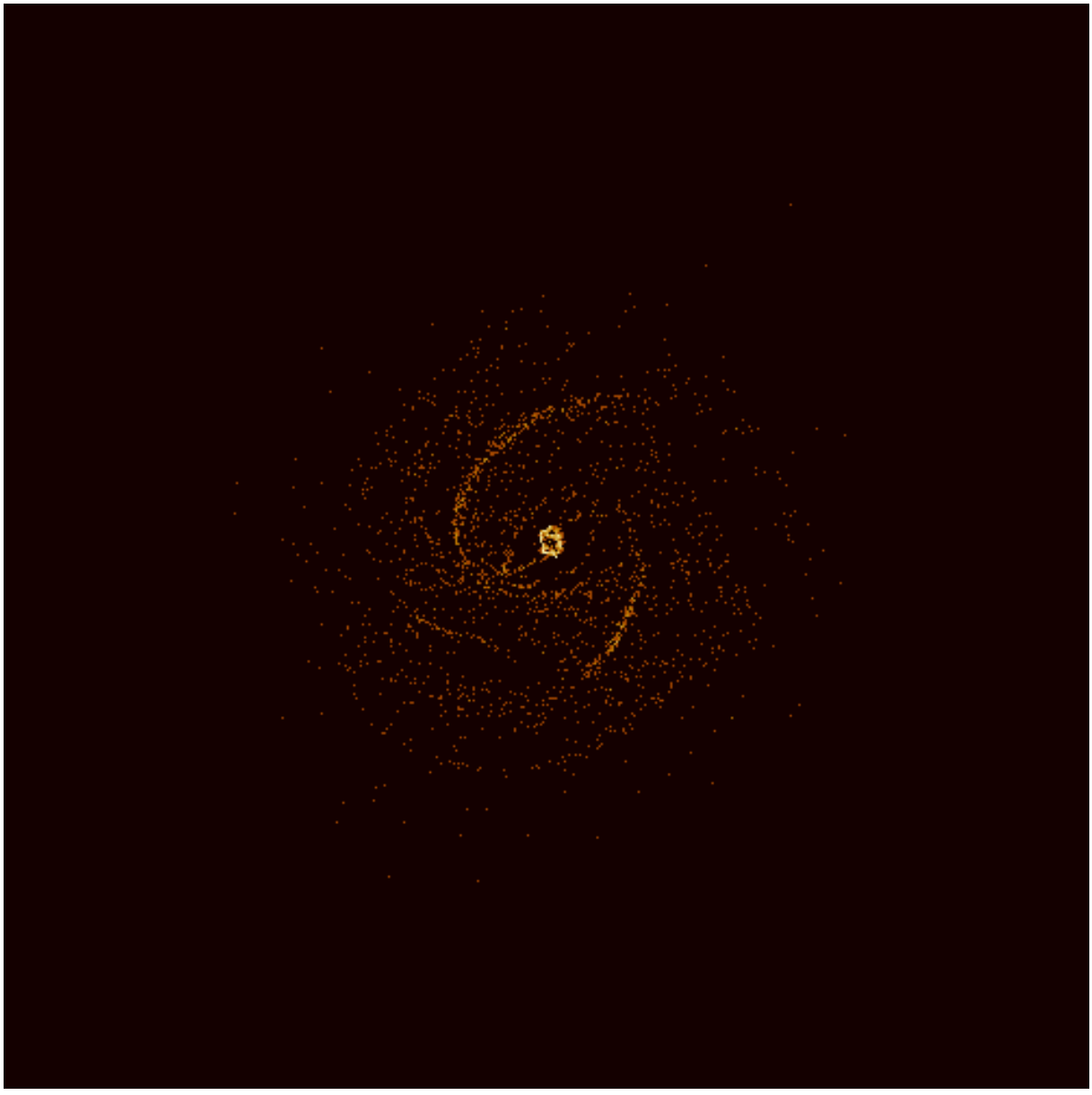


Figure 4.25 –

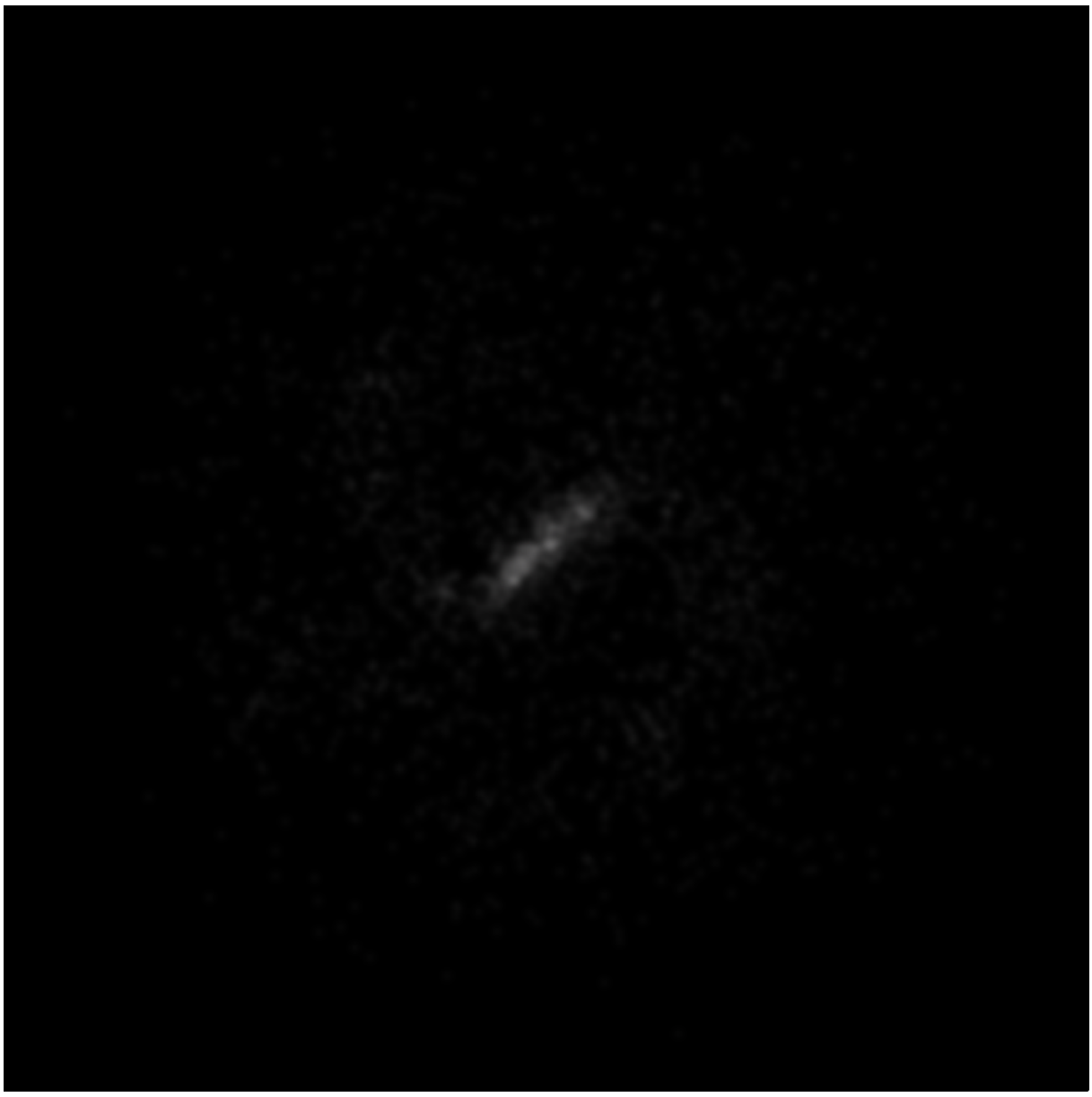


FIGURE 4.26 –

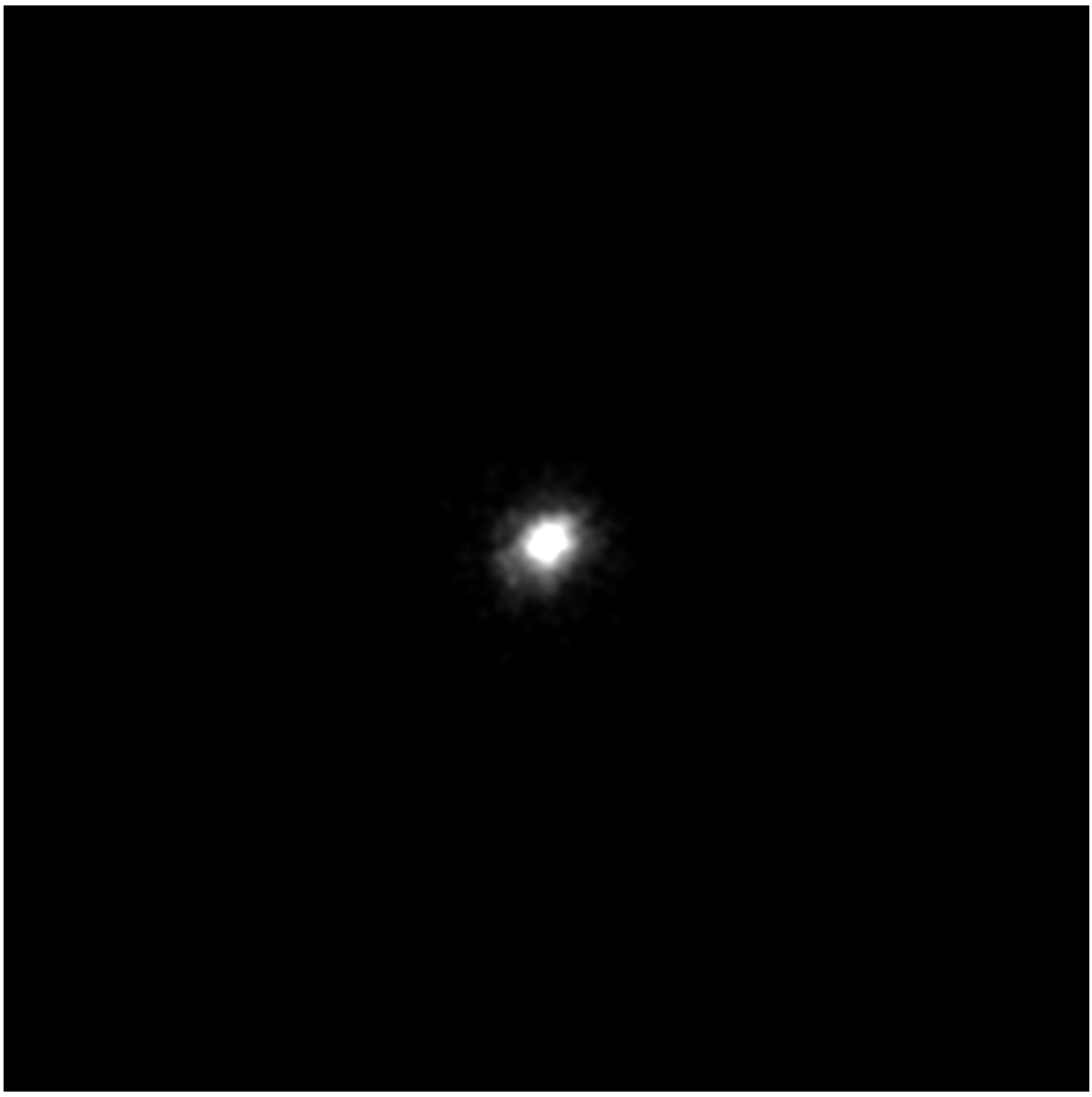


Figure 4.27 –

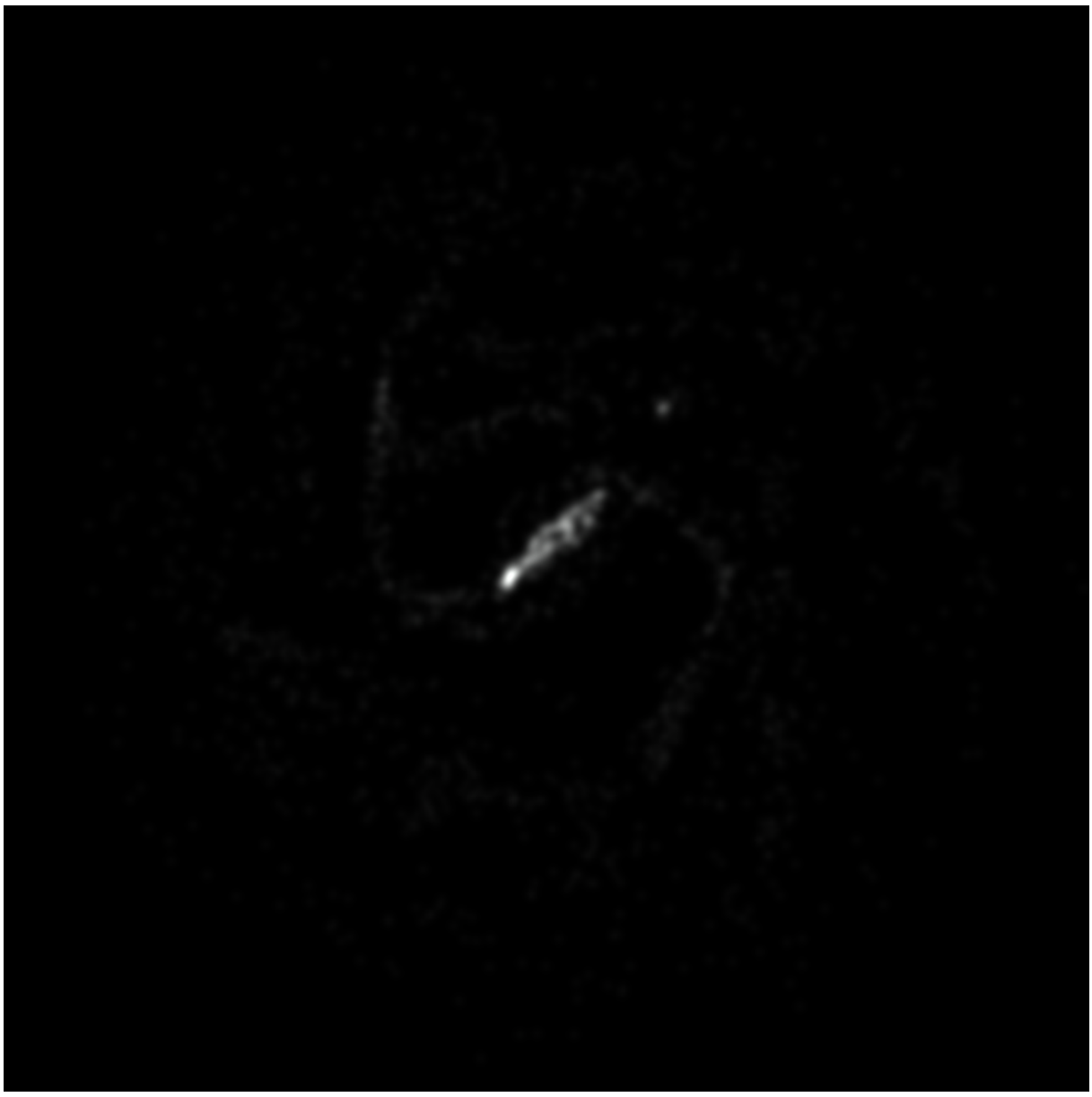


Figure 4.28 –

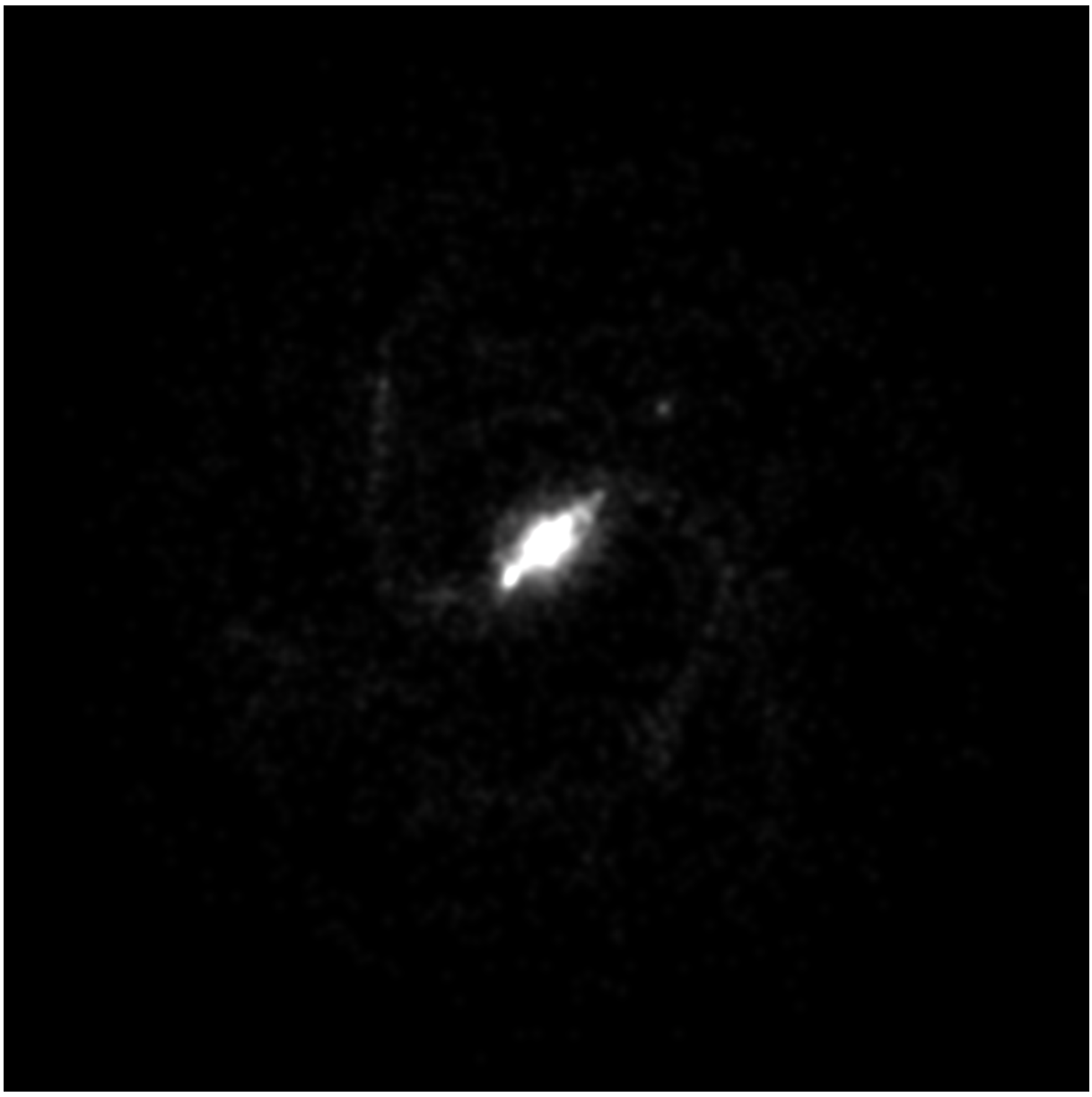


FIGURE 4.29 –