RD-4 RTIGE-OPM-YB-04.03 Milieu interstellaire

Yannick Boissel

8 décembre 2011

Première partie

Introduction

0.1 Ajouts depuis la version 2

Les paramètres des particules et des amas ouverts sont simulés et gérés différemment. Les fichiers de contenu ont un nouveau format.

0.2 Introduction

Ce document donne la méthode permettant de simuler la matière du milieu interstellaire, son effet sur la luminosité des étoiles ; les étoiles jeunes et la formation stellaire. Dans l'archive, outre ce document, il y a deux dossiers :

- 'Modele_galaxie' : il contient les fichiers du modèle de galaxie (particules hybrides gaz/étoiles seulement) et le catalogue d'amas ouverts.
- 'HR' : il contient de quoi simuler les paramètres stellaires pour des particules ou des étoiles (particules éclatées).

Tous les fichiers sont en ASCII. Tous les cubes sont arrangés ainsi : 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°). Ce que j'appelle abscisse est l'abscisse du tableau dans le code. Il se trouve que le tableau est tourné au moment de l'écriture.

Deuxième partie

Contenu de l'archive

0.3 Fichiers de contenu

0.3.1 Dossier Modele_galaxie

Ce dossier contient 11 fichiers de modèle de galaxie. Ils sont de type "gas_stars", ils contiennent des particules hybride gaz/étoiles. Ils correspondent à 11 âges de la Galaxie, de 12.5 à 13 milliards d'années, par pas de 50 millions d'années. Le fichier 00 a un âge de 12.5 Gyr.

- **'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_sft##.dat' :**
  Dans ces fichiers on trouve un ensemble de particules, toutes de masse totale identique (Elle est donnée dans les fichiers), avec comme données :

  0. position x en kpc (par rapport au centre galactique)
  1. position y en kpc (par rapport au centre galactique)
  2. position z en kpc (par rapport au centre galactique)
  3. composante vx de la vitesse en 100 km/s
  4. composante vy de la vitesse en 100 km/s
  5. composante vz de la vitesse en 100 km/s
  6. masse de la particule en $2.3 \times 10^9\ M_\odot$
  7. masse totale de gaz en $2.3 \times 10^9\ M_\odot$
  8. métallicité moyenne du gaz de la particule

- **'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_params.dat' :**
  Ce fichier contient un cube de données ($40000 \times 11 \times 3$), en ASCII, précédé d'un header décrivant le fichier. Les tranches de cube sont écrites sous forme matricielle, et sont séparées par un #. Il contient les paramètres des étoiles de chaque classe d'âge contenues dans les particules. Il y a 11 classes d'âge, de 00 à 10. Elles correspondent aux étoiles nées aux âges de simulation correspondants (les âges des fichiers de modèle de galaxie). 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 abscisse, on trouve la classe d'âge des étoiles de la particule, de 00 à 10. Exemple : si on travaille avec le modèle 07, il faudra lire les abscisses correspondant aux classes d'âge 00 à 07. Et ces classes d'âges seront associées à des âges partant de 8.54 pour la classe 00 et 6.6 pour la classe 07 (en log10). Voir la section **Formation stellaire**. En ordonnées on a le numéro du paramètre considéré. Il y en a trois, dans l'ordre :

  0. Métallicité Z des étoiles de la classe d'âge
  1. Masse totale d'étoiles de la classe d'âge
  2. Nombre total d'étoiles de la classe d'âge

  Les valeurs des cases correspondent aux valeurs de ces 3 paramètres en fonction de la classe d'âge. La troisième dimension du cube est l'indice de la particule, c'est-à-dire, le rang dans les fichiers 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_sft##.dat' .

  Métallicités :
  J'ai discrétisé les valeurs de métallicité qui étaient données par le modèle afin de l'alléger. J'en ai choisi 6 : 0.005, 0.01, 0.015, 0.02, 0.025, 0.03. Pour chaque valeur, j'ai regardé quelles sont les particules qui ont une métallicité à ± 0.0025, et je leur ai donné cette valeur. Cependant, la première tranche va de 0 à 0.0075, et la dernière de 0.0275 à 0.04. Voir Journal de bord au 15 novembre 2011.

- **'RTIGE_2011_OC_catalogue.dat' :**
  Ce fichier contient un cube de données ($40000 \times 11 \times 5$), en ASCII, précédé d'un header décrivant

le fichier. Les tranches de cubes sont écrites sous forme matricielle, et sont séparées par un #. Il contient les nombres d'amas ouverts de chaque classe d'âge contenus dans les particules. Il y a 11 classes d'âge, de 00 à 10. Elles correspondent aux étoiles nées aux âges de simulation correspondants (les âges des fichiers de modèle de galaxie). 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 abscisse, on trouve la classe d'âge des étoiles de la particule, de 00 à 10. Elles représentent les groupes d'étoiles nés dans les modèles antérieurs au modèle choisi. Exemple : si on travaille avec le modèle 07, il faudra lire les abscisses correspondant aux classes d'âge 00 à 07. Et ces classes d'âges seront associées à des âges partant de 8.54 pour la classe 00 et 6.6 pour la classe 07 (en log10). Voir la sous-section **Lien avec les amas ouverts**. En ordonnées il y a :

0. Nombre d'amas de masse 10^2 $M_\odot$
1. Nombre d'amas de masse 10^3 $M_\odot$
2. Nombre d'amas de masse 10^4 $M_\odot$
3. Nombre d'amas de masse 10^5 $M_\odot$
4. Nombre d'amas de masse 10^6 $M_\odot$

0.3.2 Dossier HR

Dans le dossier 'HR', on trouve pour 6 métallicités (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. Comme les particules contiennent des étoiles d'âges différents, il va falloir combiner différentes isochrones pour représenter les particules ou pour éclater des particules.** 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 abscisses on a le log10 de la température, en $log10(K)$, croissant de haut en bas, de 3.3 à 4.7 , et en ordonnées, 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 $log10(annees)$, la même unité que pour les données du modèle de galaxie.

– **'RTIGE_2011_star_params_z#.dat' :** Ce fichier est un cube de données 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. Attention, suite à une erreur de code, les lignes sont pour l'instant encadrées de crochets, au lieu d'avoir un tableau écrit sous forme d'une matrice.

– **'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. Attention, suite à une erreur de code, les lignes sont pour l'instant encadrées de crochets, au lieu d'avoir un tableau écrit sous forme d'une matrice.

0.3.3 Racine

'frac.py' : J'ai mis également un programme python contenant une fonction qui fabrique des nuages fractals. Pour lancer ce programme, il faut les librairies numpy et scipy de python que l'on trouve facilement sur Internet. Pour lancer la fonction dans python :

```
>>>import os
>>>os.chdir('/dossier_contenant_frac.py/')
>>>import frac
>>>frac.fractalcloud(D,N,Lmax,imsize,mapsize,filename)
```

Avec :

D : dimension fractale
N : nombre d'éléments par niveaux
Lmax : nombre de niveaux
imsize : taille en pixels de l'image finale
imsize : taille en unités de distance de l'image finale (zoom). La taille du nuage au niveau 0 est de 100 unités.
filename : chemin/nom du fichier png de l'image finale

Troisième partie

Méthode

0.4 Introduction

Je distingue 3 problèmes à résoudre :
- La simulation des nuages (masse, forme, taille, composition)
- La formation stellaire : lien entre nuages et amas ouverts
- L'interaction lumineuse nuages-étoiles : extinction, réflections, ionisations

Chapitre 1

Simulation des nuages

Pfenniger & Combes 1994 ont montré que les nuages moléculaires sont sous formes de fractales, dont les plus petits niveaux sont constitués de "clumpuscules" de 10^{-3} $M_\odot$, de taille de l'ordre de 30 UA. Ces clumpuscules sont le dernier stade où on les considère encore comme du gaz avant la naissance de l'étoile.

1.1 Quelques trucs à savoir sur les fractales

1.1.1 Dimension fractale

Soit M la masse de gaz contenue dans une sphère de rayon r. Comme le nuage est fractal, la masse obéit à la loi d'auto-similarité :

$$\frac{M}{M_0} = \left(\frac{r}{r_0}\right)^D \tag{1.1}$$

M_0 et r_0 sont la masse et l'échelle spatiale de référence, et D est la dimension fractale de la distribution de masse (Mandelbrot 1982)
Donc :

$$D = \frac{log10(M/M_0)}{log10(r/r_0)} \tag{1.2}$$

Cette définition signifie que si on connaît la masse du nuage pour deux échelles spatiales, on a la dimension fractale. Solomon et al 1987 donne une densité moyenne de surface de $170 M_\odot.pc^{-2}$ et les auteurs en déduisent que la masse typique d'un nuage de 30 pc de diamètre est de 5×10^5 $M_\odot$, et que si on regarde la plus petite échelle 30 UA, les clumpuscules, on a une masse de 0.001 $M_\odot$. Alors la dimension fractale d'un nuage est en moyenne de 1.64.

1.1.2 Taille des clumps

Soit $l = 0$, le niveau de départ de la fractale (le nuage dans son ensemble). Soit N le nombre d'éléments par niveaux. Soit $M_{l=l_{max}}$ la masse des clumps au niveau le plus avancé, $l = l_{max}$. On a :

$$M_l = N M_{l+1} = N^l M_{l=l_{max}} \tag{1.3}$$

On a aussi :

$$M_{tot} = N^{l_{max}} M_{l=l_{max}} \tag{1.4}$$

Avec l'équation (2.8) on a donc :

$$r_l^D = N r_{l+1}^D \tag{1.5}$$

On définit le facteur d'échelle α comme :

$$\alpha = \frac{r_{l+1}}{r_l} = N^{-1/D} \tag{1.6}$$

α donne le rapport entre les tailles caractéristiques du nuage, donc les tailles des clumps entre deux niveaux de fractale. Il dépend de N et D. La dimension fractale influe donc sur la surface couverte par le nuage pour une masse de gaz donnée. Plus D est grande, plus le nuage couvre de surface (donc il est moins dense). Inversement, plus D est petite, plus le nuage se concentre en petits globules denses.

1.2 Méthode pour simuler des nuages

1.2.1 Algorithme

Le nombre de niveaux et le nombre d'éléments par niveaux donnent le nombre de particules à afficher qui est $N^{l_{max}}$. La limitation est informatique. On ne pourra pas simuler un nuage jusqu'aux clumpuscules de 30 UA, vu de très loin. Il faudra donc décider de N et l_{max} selon la distance à laquelle l'observateur se trouve par rapport au nuage et la puissance de calcul utilisable. Le niveau de base est $l = 0$ (l'ensemble des nuages), le niveau contenant les plus petits nuages est l_{max}.
Voici l'algorithme de construction des nuages fractals :

Préparatifs :
$\alpha = N^{-1/D}$
Taille des nuages à chaque niveau :
$r = array(l_{max})$
$r[0] = 100.$ # taille des N nuages du niveau 0
$l = 1$
while $l < l_{max}$:
    $r[l] = r[l-1] \times \alpha$
    $l+ = 1$

Algorithme :
A la première itération, les nuages sont positionnés autour d'une position $(x_{old}, y_{old}, z_{old})$ prise comme
origine : Le nuage représentant l'ensemble des nuages a une position (0,0,0) (c'est le niveau 0)
$x_{old} = array(N)$
$y_{old} = array(N)$
$z_{old} = array(N)$
$l = 1$
while $l <= l_{max}$: # boucle sur les niveaux de fractale
    $x = array(N^l)$
    $y = array(N^l)$
    $z = array(N^l)$
    # Taille des nuages au niveau $l-1$
    $r_{l-1} = r[l-1]$
    # Pour chaque élément n_{l-1} du niveau $l-1$, il y aura N nouveaux éléments au niveau l.
    # Donc au total, au niveau l, il y aura $N * N^{l-1} = N^l$ nuages de taille r_l
    $N_l = N^{l-1}$
    $n = 0$
    while $n < N$: # boucle sur le nombre d'éléments par élément n_{l-1}
        $n_l = 0$
        while $n_l < N_l$: # boucle sur les éléments du niveau l
            # Tir aléatoire de coordonnées de nuages dans une sphère de rayon r_{l-1}
            # autour des éléments du niveau $l-1$ de coordonnées $(x_{old}, y_{old}, z_{old})$ selon une loi uniforme.
            # Le nuage de niveau $l-1$ a une taille r_{l-1} et est constitué de nuages de niveau l
            $\rho = random[0 : r_{l-1}]$
            $\phi = random[0 : 2\pi]$
            $S = random[-1 : 1]$
            $C = \rho \times \sqrt{1 - S^2}$
            $x[n \times N_l + n_l] = C \times \cos(\phi) + x_{old}[n_l]$
            $y[n \times N_l + n_l] = C \times \sin(\phi) + y_{old}[n_l]$
            $z[n \times N_l + n_l] = \rho \times S + z_{old}[n_l]$
            $n_l+ = 1$
        $n+ = 1$

$x_{old} = x$
$y_{old} = y$
$z_{old} = z$
$l+ = 1$

1.2.2 Explication (avec N=5) :

1) On prend un nuage, de rayon r_0, centré sur une position ($x_{l=0} = 0$, $y_{l=0} = 0$, $z_{l=0} = 0$).
2) On le décompose en 5 nuages de rayon $r_1 < r_0$, centrés sur des positions tirées aléatoirement ($x_{l=1_1} = x_1 + x_{l=0}$, $x_{l=1_2} = x_2 + x_{l=0} \ldots$).
3) Dans chacun de ces 5 nuages, on introduit un nuage de rayon $r_2 < r_1$, centré sur une position tirée aléatoirement : ($x_{l=2_{1_1}} = x_1 + x_{l=1_1}$, $x_{l=2_{2_1}} = x_1 + x_{l=1_2}$, ...)
4) On effectue 5 fois l'étape **3)** pour avoir 5 nuages de niveau $l = 2$ par nuage de niveau $l = 1$. On a donc 25 nuages de niveau $l = 2$.
5) Dans chacun de ces 25 nuages, on introduit un nuage de rayon $r_3 < r_2$, centré sur une position tirée aléatoirement : ($x_{l=3_{1_{1_1}}} = x_1 + x_{l=2_{1_1}}$, $x_{l=3_{1_{2_1}}} = x_1 + x_{l=2_{1_2}}$, ...)
6) On effectue 5 fois l'étape **5)** pour avoir 5 nuages de niveau $l = 3$ par nuage de niveau $l = 2$. On a donc 125 nuages de niveau $l = 3$.
7) etc ...

1.2.3 Résultat

Sur les *figures* 1.1 et 1.2 je montre le résultat obtenu pour D=3,N=5,Lmax=8, et D=1.64,N=5,Lmax=8 respectivement. Le calcul prend une trentaine de secondes sur un macbook pro 2.4Ghz Dual Core, disque SSD, 5 Go de Ram. Je fournis dans l'archive la fonction python que j'ai écrite après traduction du code fortran de Françoise combes.

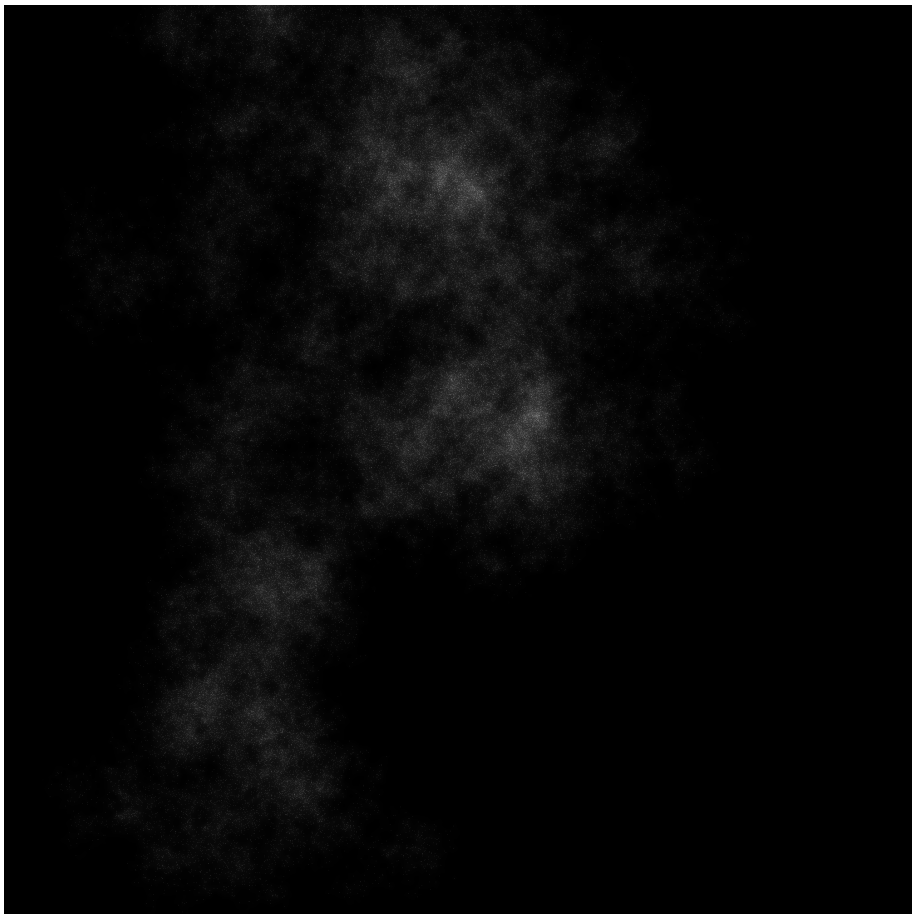


FIGURE 1.1 –



FIGURE 1.2 –

1.2.4 Simuler une masse M de nuages

Les nuages sont composés de gaz moléculaire et de poussière (régions HII), et baignent dans un gaz atomique (régions HI), de plus en plus ionisé quand la distance au nuage moléculaire augmente. Le gaz est ionisé par le rayonnement UV des étoiles et les rayons cosmiques. La limite entre le gaz ionisé et le gaz atomique correspond à la profondeur de nuage à partir de laquelle les UV ne peuvent plus casser les atomes. La limite entre le gaz atomique et le gaz moléculaire correspond à la profondeur de nuage à partir de laquelle les UV ne parviennent plus à casser les molécules. Les nuages moléculaires sont plus ou moins opaques en raison de l'existence de poussière : grosses molécules et grains solides. C'est la poussière qui est responsable de l'extinction.

Voilà des informations sur la composition du milieu interstellaire :

milieu	v	m	D (pc)
ionisé chaud	0.4-0.7	0.00047	32-324
ionisé moyen	0.15-0.4	0.00792	32-324
atomique moyen	0.2-0.6	0.03166	32-324
atomique froid	0.01-0.04	0.47498	32-324
moléculaire	0.01	0.47498	0.32-32
poussière	0.01	0.001	0.32-32

v est la fraction du volume total du milieu interstellaire occupée par ce type de milieu. Cela peut se dire comme : soit V un volume quelconque d'espace interstellaire. Il contient v% de tel ou tel ingrédient. m est la fraction de masse, par rapport à 1 $M_\odot$ correspondant à chaque ingrédient. D est la taille caractéristique de chaque phase.

Quand on va vouloir simuler le contenu d'une particule de gaz du modèle de Fux, on peut donc considérer que la moitié de la masse est sous forme d'un nuage moléculaire

fractal, et que 0.1% de la masse de gaz moléculaire est sous forme de poussière. On ne représentera le gaz atomique qu'en présence d'étoiles, car il émet de la lumière lorsqu'il est ionisé par la lumière des étoiles.

1.2.5 Représentation des nuages

Une fois qu'on a la masse de gaz moléculaire M_{tot} (une particule pèse 3.3×10^4 $M_\odot$, mais on peut modéliser une masse différente selon qu'on considère une particule, plusieurs particules ou une fraction d'une particule, ce qui dépend de la distance de l'observateur) à modéliser et qu'on a défini des paramètres N, l_{max} et D, il faut représenter le nuage non pas sous forme des points que l'on a calculés mais sous forme de voxels. Le niveau de fractale le plus détaillé est le seul niveau à afficher dans la simulation. La superposition d'un grand nombre de petits nuages donne les changements de densité du nuage dans son ensemble. On connaît la taille de ces petits nuages, $r_{l=l_{max}}$, elle est calculée avant la boucle sur les niveaux. On connaît également la masse $M_{l=l_{max}}$ de ces petits nuages grâce à l'*équation* (1.4). Il suffit donc de diluer cette masse dans des sphères de rayon $r_{l=l_{max}}$, et de les représenter sous forme de voxels. De fait, les niveaux plus fins et invisibles sont moyennés dans les nuages du niveau l_{max}. Dans les images que je donne dans la partie *Résultats*, j'ai lissé le dernier niveau et superposé le niveau précédent car je n'ai pas accès à un code fabriquant des voxels, mais ce n'est pas réaliste.

On peut considérer que la masse de poussière est répartie de façon homogène dans ces nuages.

Chapitre 2

Formation stellaire

2.1 Comment représenter ces particules hybrides ?

Pour chaque particule du modèle de galaxie, on a la masse de gaz, la masse et le nombre d'étoiles de 11 tranches d'âge différentes et leur métallicité. Ce nombre total d'étoiles est en moyenne ce que doit contenir une particule de cette masse totale d'étoiles. Il est calculé comme étant le rapport entre la masse totale d'étoiles de la tranche d'âge considérée et la masse moyenne de ces étoiles. Cette masse moyenne est calculée à partir de l'isochrone correspondant à cette tranche d'âge et de la carte de masse, pour la métallicité de ces étoiles.

2.1.1 Méthode

Je vais décrire la méthode dans le cas où l'on veut simuler la Galaxie à l'âge 10, soit 13 Gyr, l'âge actuel de la Galaxie.

Comment utiliser les fichiers du modèle de Galaxie

Pour le modèle d'âge 00 (rapporté au début de la simulation), soit contenant les étoiles âgées de 500 Myr, toutes les particules ne contiennent que du gaz. Pour le modèle 01, âgé de 450 Myr, on trouve des particules ne contenant que du gaz, et des particules contenant du gaz et des étoiles âgées de 50 Myr rapporté au début de la simulation, et âgées de 450 Myr par rapport à l'âge actuel de la Galaxie (modèle 10). Dans le modèle 02, on a des particules ne contenant que du gaz, des particules contenant du gaz et des étoiles âgées de 450 Myr, et des particules contenant du gaz et des étoiles âgées de 450 Myr et des étoiles âgées de 400 Myr, et ainsi de suite pour les autres modèles.

Tout d'abord il faut séparer la masse de gaz et la masse d'étoiles et les simuler séparément. Comme on a des âges d'étoiles différents dans les particules il va falloir utiliser plusieurs diagrammes HR différents (contenant chacun une isochrone, soit un âge). Appelons ces diagrammes HR ne contenant qu'un âge des diagrammes isochrones. Pour ça on a besoin de quelques paramètres qui figurent dans les fichiers 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_sft##.dat' et 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_params.dat'.

Position des particules
Elles sont données dans les fichiers de type 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_sft##.dat'. Les particules sont toujours rangées dans le même ordre quelque soit l'âge du modèle : les particules changent de position dans la Galaxie avec le temps.

Paramètres des classes d'âge
Pour chaque particule, on a besoin du nombre d'étoile par classe d'âge, et de la métallicité des étoiles de chaque classe :

1) Lire "l'image" correspondant à l'indice de la particule considérée dans le cube du fichier 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_params.dat'. Les particules y sont rangées dans le même ordre que dans les fichiers donnant les positions.

2) Les classes d'âges sont données en abscisses, de 00 à 10. Comme on travaille avec le modèle 10, les âges correspondant vont de 500 Myr à 0 yr, soit en log10, dans l'ordre : 8.70, 8.65, 8.60, 8.54, 8.48, 8.40, 8.30, 8.18, 8.00, 7.70, 6.60. (6.60 est l'âge le plus jeune possible dans les cubes de diagrammes isochrones). Pour chaque classe d'âge on a en ordonnée, dans l'ordre : la métallicité Z des étoiles, la masse totale d'étoiles (on en aura besoin pour éclater les particules), le nombre total d'étoiles (calculé à partir de cette masse totale).

Gestion des classes d'âge

Pour chaque particule on a N_i le nombre d'étoiles à simuler dans la tranche d'âge i, et la métallicité Z_i des étoiles de la tranche d'âge i. Il faut en fait considérer une particule comme un ensemble de 11 particules, dont on va calculer les luminosité dans les trois couleurs, séparément, puis que l'on va sommer ensuite pour avoir les luminosités totales de la particule.

Soit Iso_i les histogrammes contenant les isochrones d'âge i, pris dans les cubes de données 'RTIGE_2011_HRcube_z#.dat' de métallicité Z_i, et soit n_{ages} le nombre maximum d'âges à considérer pour la particule choisie. Comme on travaille pour l'instant avec le modèle 10, $n_{ages} = 10$.

Avant toute chose il nous faut normaliser ces histogrammes à 1. 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 :

$$Iso_{i_{norm}} = \frac{10^{Iso_i/1000}}{10^6} \tag{2.1}$$

Dans le cas d'étoiles indiscernables il ne reste plus qu'à calculer la luminosité totale de la particule pour les 3 couleurs, à partir de l'équation que je rappelle ici pour le canal rouge par exemple (la normalisation est déjà incluse dans l'équation) :

$$LV_{r_{tot_i}} = \left[\sum_{j=0}^{nb_c^*} \frac{10^{n_j/1000}}{10^6} \times r_j \times 10^{x_j} \right] \times N_i \tag{2.2}$$

nb_c^* est le nombre de cases non vides du diagramme isochrone Iso_i. n_j est la valeur de la case j du diagramme isochrone Iso_i non normalisé. r_j est la valeur de la case j de la carte de couleur rouge d'âge i et de métallicité Z_i. x_j est l'abscisse de la case j, $x_j = log10(LV_j)$. N_i est le nombre total d'étoile dans la classe d'âge i.

Enfin la luminosité totale de la particule, pour la couleur rouge est :

$$LV_{r_{tot}} = \sum_{i=0}^{n_{ages}} LV_{r_{tot_i}} \tag{2.3}$$

Dans le cas d'étoiles discernables, on éclate la particule en tirant des étoiles selon les n_{ages} diagrammes Iso_i et les cartes de masse associées (de même métallicité Z_i que les diagrammes Iso_i) jusqu'à atteindre la masse en étoiles de chaque classe d'âge i de la particule.

2.1.2 Autres âges de modèle

Si maintenant on veut simuler une galaxie plus jeune, il faut prendre comme référence un fichier de modèle plus jeune. Prenons par exemple le modèle 07. Dans les fichiers 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_pa et 'RTIGE_2011_OC_catalogue.dat' il ne faut lire que les cases d'abscisses $\leqslant$ 07. Pour calculer les luminosités d'une particule, il faut prendre $n_{ages} = 7$. Les âges des classes d'âge seront alors (de 00 à 07) : 8.54, 8.48, 8.40, 8.30, 8.18, 8.00, 7.70, 6.60 (en log10(yr)). Pour les autres parties de la galaxie, prendre les fichiers 'stars_disc_sft07' et 'stars_bulb_sft07', les âges des particules y sont donnés.

2.2 Lien avec les amas ouverts

2.2.1 Comment ça marche

Comme on connaît la masse totale d'étoiles nouvelles à chaque modèle, autrement dit, la masse totale d'étoiles de chaque classe d'âge pour tous les modèles, on peut avoir le nombre d'amas ouverts que ça représente, connaissant la fonction de masse initiale des amas ouverts (ICMF), c'est-à-dire une fonction qui donne la proportion d'amas de chaque classe de masse qui naissent à un moment donné. La proportion d'amas par classe de masse est :

$$\frac{dN}{dM} \propto M^{\alpha} \tag{2.4}$$

avec $\alpha = -2$, en prenant $M \in [10^2, 10^3, 10^4, 10^5, 10^6]$ $M_{\odot}$. Pour chaque particule, j'ai donc tiré des amas ouverts en prenant une masse aléatoire entre 10^2 et 10^6 $M_{\odot}$, en les classant au fur et à mesure dans ces 5 boîtes, jusqu'à atteindre la masse totale de chaque classe d'âge. J'ai ainsi obtenu pour chaque particule le nombre d'amas de chaque classe d'âge et de chaque classe de masse. Ces données sont contenues dans le fichier 'RTIGE_2011_OC_catalogue.dat'.

2.2.2 Méthode

Il faut représenter les amas ouverts les plus massifs par des sprites, les autres sont dilués dans la luminosité moyenne de la particule. Comment obtenir les infos ?

1) Lire "l'image" du cube du fichier 'RTIGE_2011_OC_catalogue.dat' correspondant à l'indice de la particule considérée. Les particules sont rangées dans le même ordre que dans les fichiers du modèle de galaxie.

2) Pour avoir le nombre d'amas dans une classe d'âge et une classe de masse donnée, lire la case d'abscisse classe d'âge et d'ordonnée classe de masse choisie. Les masses en ordonnées sont rangées par ordre croissant. Les classes d'âge sont rangées comme dans le fichier de paramètres.

Je ne sais pas à partir de quelle masse représenter les amas par des sprites. Il faut faire des tests. Essayons 10^4 $M_{\odot}$. Pour les amas moins massifs, on ne les simulera que l'ors qu'on devra éclater les particules, en se référant au document "Amas ouverts".

Pour calculer la luminosité d'un sprite dans les trois couleurs, il faut :

1) Lire la métallicité de l'amas dans la colonne correspondant à la classe d'âge de l'amas, pour la particule hôte, dans le fichier 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_params.dat'.

2) Lire l'histogramme isochrone correspondant dans le bon cube 'RTIGE_2011_HRcube_z#.dat', ainsi que la carte de masse correspondante dans le fichier 'RTIGE_2011_star_params_z#.dat'.

3) Calculer la masse moyenne des étoiles de l'amas avec la carte de masse et le diagramme isochrone. Calculer le nombre total d'étoile en divisant la masse de l'amas par cette masse moyenne.

4) Calculer les luminosités.

5) Soustraire au nombre d'étoiles de la classe d'âge considérée de la particule le nombre d'étoiles contenues dans l'amas, avant de représenter le reste de la particule.

2.3 Interactions nuages-étoiles

2.3.1 Extinction

Bande V

L'extinction A_V en bande V est calculée en fonction de la colonne densité de Gaz et la métallicité z dans chaque cellule du volume, donc en fonction de la colonne densité de poussière qui est le produit des 2. Pour chaque cellule traversée, on calcule donc :

$$\Delta mag = \frac{M_{gaz} \times z}{(9 z_{\odot} \times a^2)} \tag{2.5}$$

avec :

M_{gaz} la masse de gaz dans la cellule en masses solaires
z la métallicité de la cellule en masse
$z_\odot$ la métallicité solaire en masse
a la longueur d'un coté de la cellule en parsec

Cette extinction est à retrancher aux magnitudes apparentes des sources simulées si du gaz (et donc de la poussière) se trouve sur la ligne de visée.

Autres bandes

L'article Rieke 1985 donne les extinctions relatives dans les différentes bandes, en magnitudes (voir *tableau* 2.1)

λ	$k_\lambda = A_\lambda / A_V$
U	1.531
B	1.324
R	0.748
I	0.482
J	0.282
H	0.175
K	0.112

TABLE 2.1 –

Afin de représenter la galaxie dans une autre bande λ, avec de fausses couleurs, il suffit de calculer la luminosité dans cette bande L_λ :

$$L_\lambda = 10^{0.4(4.74 - M_\lambda)} \tag{2.6}$$

M_λ étant la magnitude absolue de l'étoile ou de la particule en bande λ et 4.74 étant la magnitude absolue bolométrique du Soleil. L_λ est en $L_\odot$. Il faut ensuite utiliser de fausses couleurs ; puis de retrancher l'extinction correspondante à la magnitude apparente :

$$m_\lambda = m_{\lambda_0} - k_\lambda \times A_V \tag{2.7}$$

L'indice 0 indique une magnitude apparente non amoindrie par l'extinction (on utilise le mot dérougie habituellement).

2.3.2 Zones de formation stellaire

Il faut représenter le gaz avec une couleur rose luminescente autour des sprites contentant les gros amas ouverts les plus jeunes (ceux qui ont un âge de 6.6, soit ceux nés dans le modèle utilisé). Discuter avec RSAcosmos.

Quatrième partie

Journal de bord

19 octobre 2011 :

Je vois 5 choses à simuler/intégrer dans la simulation de la Galaxie :

- Différence gaz/poussière et différence milieu ionisé, HI et HII pour le gaz.
- Simuler des bulles et inhomogénéïtés
- Simuler l'extinction (et le rougissement)
- Intégrer les cartes 3D du milieu interstellaire local (cube de Rosine)

1. gaz et poussière

Table 3.1 Phases of the interstellar medium. These phases may not be in equilibrium but dynamic and short-lived at any particular location.

Phase	Temperature K	Density cm^{-3}	Fraction of Volume	Mass in $10^9 M_\odot$
Hot ionised medium	$3–20 \times 10^5$	3×10^{-3}	0.4–0.7	0.003
Warm ionised medium	10,000	3×10^{-1}	0.15–0.4	0.05
Warm neutral medium	8000	4×10^{-1}	0.2–0.6	0.2
Cold neutral medium	40–100	6×10^1	0.01–0.04	3
Molecular Clouds	3–20	3×10^2	0.01	3

FIGURE 2.1 –

Dans le livre "The Origin of stars" de Michael David Smith, je trouve une description du gaz (*figure* 2.1) et une description de la poussière. Les grains de poussière interstellaire sont constitués de carbone, de silicium, d'hydrogène, d'oxygène, de magnésium et de fer sous la forme de glaces, silicates, graphite, métaux et matière organique. La poussière représente 1% de la masse de la matière interstellaire. La taille des grains peut atteindre 1000 Ået ils contiennent de l'ordre de 10^9 atomes. D'autres grains sont sous la forme de très grosses molécules, les PAHs : polycyclic aromatic hydrocarbons contenant une centaine d'atomes. En majorité, les grains sont petits, 50 Å.
La poussière se forme par condensation depuis la phase gazeuse à des températures $< 2000\ K$. A chaque élément correspond une température de condensation, à laquelle 50% des atomes condensent quand ils sont en équilibre thermodynamique : 1200 à 1600 K pour les éléments lourds MG, Si, Fe, Al, Ca ..., et < 200 K our les éléments légers 0,N,H, C. La poussière provient également des enveloppes que les géantes rouges éjectent. Dans les nuages moléculaires, les éléments légers condensent sur des grains déjà formés.

D'après ce que j'ai compris, dans le modèle de Fux, on a une densité de gaz et poussière mélangés, donnant l'allure générale dans le disque. Il faut donc mettre des grumeaux dans le disque de particules de gaz du modèle de Fux : des grumeaux denses de gaz moléculaire et poussière enfouis dans des nuages moins denses de gaz atomique, eux mêmes enfouis dans des nuages de gaz ionisé.

Dans Fux 1999, on donne une masse totale de "gaz" $M_{tot_g} = 5 \times 10^9\ M_\odot$. Il y a un total de 150000 particules. Donc la masse d'une particule est $M_{P_g} \approx 3.3 \times 10^4\ M_\odot$. Si on fait la somme des masses du tableau de Smith, on trouve une masse plus grande que M_g. Prenons pour l'instant les valeurs de Smith. En additionnant, on sait que 99% de la masse de matière interstellaire représente une masse de $M_{g_S} = 6.253 \times 10^9\ M_\odot$, les 1% restant correspondant à la poussière (S pour Smith). La masse totale de matière interstellaire pour Smith est donc $M_{MIS_S} = \frac{M_{g_S}}{0.99} = 6.316 \times 10^9\ M_\odot$.

Donc, en proportion (par rapport à une masse 1 $M_\odot$, les différentes composantes correspondent à :

- Milieu ionisé chaud : 0.00047 soit la masse $M_{i_{hot}} = 2.35 \times 10^6\ M_\odot$
- Milieu ionisé moyen : 0.00792 soit la masse $M_{i_{med}} = 3.96 \times 10^7\ M_\odot$
- Milieu neutre chaud : 0.03166 soit la masse $M_{n_{hot}} = 1.583 \times 10^8\ M_\odot$

– Milieu neutre moyen : 0.47498 soit la masse $M_{n_{med}} = 2.3749 \times 10^9\ M_\odot$
– Nuages moléculaires : 0.47498 soit la masse $M_{mol} = 2.3749 \times 10^9\ M_\odot$
– Poussière : 0.01 soit la masse $M_d = 5.0 \times 10^7\ M_\odot$

Les masses sont données pour une masse totale de $M_{tot_g} = 5 \times 10^9$. On a donc les proportions de la masse donnée par le modèle de Fux correspondant à chacun des constituants du milieu interstellaire. On connaît les densités des différentes composantes. Il faudrait donc tirer des nuages selon ces paramètres pour éclater des particules de "gaz" : on sait quelle proportion de la masse d'une particule doit être sous forme de poussière, de gaz moléculaire, etc ... et on sait quels volume ces milieux doivent occuper dans le volume de la particule. Il faut aussi une taille caractéristique pour les nuages moléculaires (partie dense) et les nuages atomiques (partie diffuse). Smith les donne au début du livre (*figure* 2.2).

Table 2.2 Major star formation scales. The temperature, T, is in Kelvin and the final column lists the dynamical time scale in seconds.

Phase	Size (cm)	Density g cm^{-3}	T (K)	Time (s)
Atomic ISM	10^{21}–10^{20}	10^{-26}–10^{-22}	10^{6}–10^{2}	10^{15}
Molecular cloud	10^{20}–10^{18}	10^{-22}–10^{-18}	10^{2}–10^{1}	10^{14}
Protostar collapse	10^{18}–10^{12}	10^{-18}–10^{-3}	10^{1}–10^{6}	10^{13}
Pre-main-seq. contraction	10^{12}–10^{11}	10^{-3} –10^{0}	10^{6} – 10^{7}	10^{15}

FIGURE 2.2 –

Pour les nuages atomiques il donne une taille entre 10^{20} et 10^{21} cm soit entre 32 et 324 pc (1pc=3.085677 $\times$ 10^{18}cm). Pour les nuages moléculaires entre 10^{18} et 10^{20} cm soit entre 0.32 et 32 pc. Enfin, on voit que le globule contenant une proto-étoile a une taille entre 10^{12} et 10^{18} cm soit entre 3.2×10^{-7} pc et 0.32 pc. Les détails à la surface d'un nuage moléculaire doivent alors avoir une taille caractéristique de 3.2×10^{-7} pc.

Pour le volume des particules, Mikaël me dit que Françoise Combes lui a donné les données pour le faire :

" *Dans les donnés du modèle de Françoise, pour chaque particule, il y a le rayon du kernel. C'est a dire le rayon d'influence de la particule.*

Et la fonction de poids pour répartir les particules dans ce volume était donné dans un fichier fortran :

```
C ------------------------------
C WEIGHT : kernel function : spherically symmetric spline kernel function
C proposed by Monaghan and Lattanzio (1985).
C ------------------------------
REAL FUNCTION WEIGHT(x,h0)
REAL x,h0
REAL R
INCLUDE 'kernel.h'

    R=2.*x/h0
denom=pi*h0**3/8.

    IF (R .LE. 1) THEN
WEIGHT = (1.-1.5*R**2+0.75*R**3)/denom
ELSE IF(R .LE. 2) THEN
WEIGHT = (0.25*(2.-R)**3)/denom
```

ELSE
WEIGHT = 0
ENDIF

END"

J'ai envoyé un mail à Mikaël pour lui décrire cette idée :

"Salut,

Je suis en train de réfléchir à la méthode pour simuler le gaz et les poussières.

Le modèle de Fux donne la densité de gaz+poussière, vu de loin. Pour avoir une vue réaliste, il faudrait séparer les différents constituants du milieu interstellaire, et avoir des détails quand on s'approche.

Voilà le raisonnement que j'ai fait :
1) Je dispose des proportions de masse (par rapport à 1 $M_\odot$) que représentent les différents composants du milieu interstellaire :
Milieu ionisé chaud : 0.00047 (transparent en visible)
Milieu ionisé moyen : 0.00792 (transparent en visible)
Milieu atomique chaud : 0.03166 (translucide en visible)
Milieu atomique moyen : 0.47498 (translucide en visible)
Nuages moléculaires : 0.47498 (opaque en visible)
Poussière : 0.01 (grosses molécules ou grains solides, opaque en visible)

2)J'ai la masse totale du "gaz" (gaz+poussière) du modèle de Fux : 5×10^9 $M_\odot$*, et le nombre total de particules : 150000, donc une particule a une masse de* 3.3×10^4 $M_\odot$.

3) Quand on va éclater une particule de 3.3×10^4 $M_\odot$*, on saura donc quelle proportion de cette masse devra être donnée à chaque type de matière.*

4) Voilà comment les nuages se présentent : de petits nuages opaques très denses de molécules et poussière enfouis dans des nuages d'atomes eux-mêmes enfouis dans des nuages ionisés. J'ai aussi la densité et la taille caractérisitique max et min de ces phases.
Pour les nuages atomiques la taille se trouve entre 32 et 324 pc. Pour les nuages moléculaires entre 0.32 et 32 pc. Enfin, on voit que le globule contenant une proto-étoile a une taille entre 3.2×10^{-7} *pc et 0.32 pc. Les plus petits détails à la surface d'un nuage moléculaire doivent alors avoir une taille caractéristique de* 3.2×10^{-7} *pc.*

Avec tous ces éléments, et connaissant le volume dans lequel une particule du modèle de Fux doit être éclatée, je me dis qu'on doit pouvoir trouver un algorithme qui fabrique aléatoirement des nuages dans ce volume. Qu'en penses-tu ?

Comme d'habitude, il y a la deuxième approche : vue de loin. On n'éclate pas les particules. Il faut trouver un moyen de mettre des grappes de nuages denses le long des bras."

20 octobre 2011 :
Je vois que le livre me donne aussi la fraction de volume occupée par les divers milieux. Ca plus la fraction de masse c'est plus pratique à utiliser qu'une densité (dont la normalisation n'est pas précisée dans le livre).
Voilà les données dont on va avoir besoin :

milieu	v	m	D (pc)
ionisé chaud	0.4-0.7	0.00047	32-324
ionisé moyen	0.15-0.4	0.00792	32-324
atomique moyen	0.2-0.6	0.03166	32-324
atomique froid	0.01-0.04	0.47498	32-324
moléculaire	0.01	0.47498	0.32-32
poussière	0.01 ?	0.01	0.32-32

v est la fraction du volume total du milieu interstellaire occupée par ce type de milieu. Je suppose que cela peut se dire comme : soit V un volume quelconque d'espace interstellaire. Il contient v% de tel ou tel ingrédient. m est la fraction de masse, par rapport à 1 $M_\odot$ correspondant à chaque ingrédient. D est la taille caractéristique de chaque phase.

Selon le niveau de détail il faudra ajouter des globules, contenant des étoiles en formation, dont la taille est de l'ordre de 3.2×10^{-7} à 0.32 pc, comme le font Nadeau et al. 2000.

J'ai eu une discussion avec Frédéric et Paola. Il faut aussi gérer la formation stellaire.

D'un côté, avec la densité de "gaz" du modèle de Fux, on peut avoir le taux de formation stellaire masse formée à un instant T, pour un volume donné de gaz, et avec une fonction de masse de Salpeter, savoir quelles étoiles à un instant T sont formées. On va donc fabriquer des amas ouverts le long des bras, et un peu ailleurs là où le gaz est dense. De l'autre côté, la densité de gaz nous dit combien de nuages et de quelle taille on a pour ce même volume (comme je l'ai dit hier). Là aussi, on aura des nuages le long des bras et un peu en dehors, là où le az est dense. Donc normalement, les étoiles jeunes et les nuages devraient se trouver à peu près aux mêmes endroits.

Une fois que dans un cube de galaxie donné on sait combien on d'étoiles apparaissent à un instant donné, et combien de nuages on doit avoir, il est possible de placer correctement les étoiles dans les nuages. Une fois les étoiles placées, les plus lourdes doivent créer des bulles et on doit former des disques de poussière autour des moins massives. Ainsi les étoiles formées sculptent le nuage.

On forme donc des amas ouverts dans les bras. Si on donne à chaque étoile une vitesse et une accélération, l'amas va se déplacer et se disloquer au bout de 1 Gyr et se mélanger au disque. Pendant ce temps, on fabrique de nouveaux amas avec le gaz restant.

27 octobre 2011 :

Françoise Combes me dit que les nuages moléculaires se présentent sous forme fractale. voir Pfenniger & Combes 1994. Elle m'a envoyé un code fortran qui contient un algorithme qui construit des nuages fractals. Je l'ai traduit en python, dans le programme "frac.py". Voilà ce que ça donne *figure* 2.3.

J'ai fait des essais de projection 3D. Mais comme ma fonction marche avec des points, ce n'est pas réaliste : j'ai fait deux filtres gaussiens pour lisser l'image. Voilà ce que ça donne *figure* 2.4.

28 octobre 2011 :

J'ai corrigé deux trois choses dans le programme. Je l'ai maintenant mis sous la forme d'une fonction "fractalclouds" dans la librairie "RTIGEutil.py". J'ai ajouté un lissage du dernier niveau de fractale. (voir *figure* 2.5)

Masse des nuages (Pfenniger & Combes 1994)

Soit M la masse de gaz contenue dans une sphère de rayon r. Comme le nuage est fractal, la masse obéit à la loi d'auto-similarité :

$$\frac{M}{M_0} = \left(\frac{r}{r_0}\right)^D \tag{2.8}$$

M_0 et r_0 sont la masse et l'échelle spatiale de référence, et D est la dimension fractale de la distribution de masse (Mandelbrot 1982)

Donc :

$$D = \frac{log10(M/M_0)}{log10(r/r_0)} \tag{2.9}$$

Cette définition signifie que si on connaît la masse du nuage pour deux échelles spatiales, on a la dimension fractale. Solomon et al 1987 donne une densité moyenne de surface de $170 M_\odot.pc^{-2}$ et les

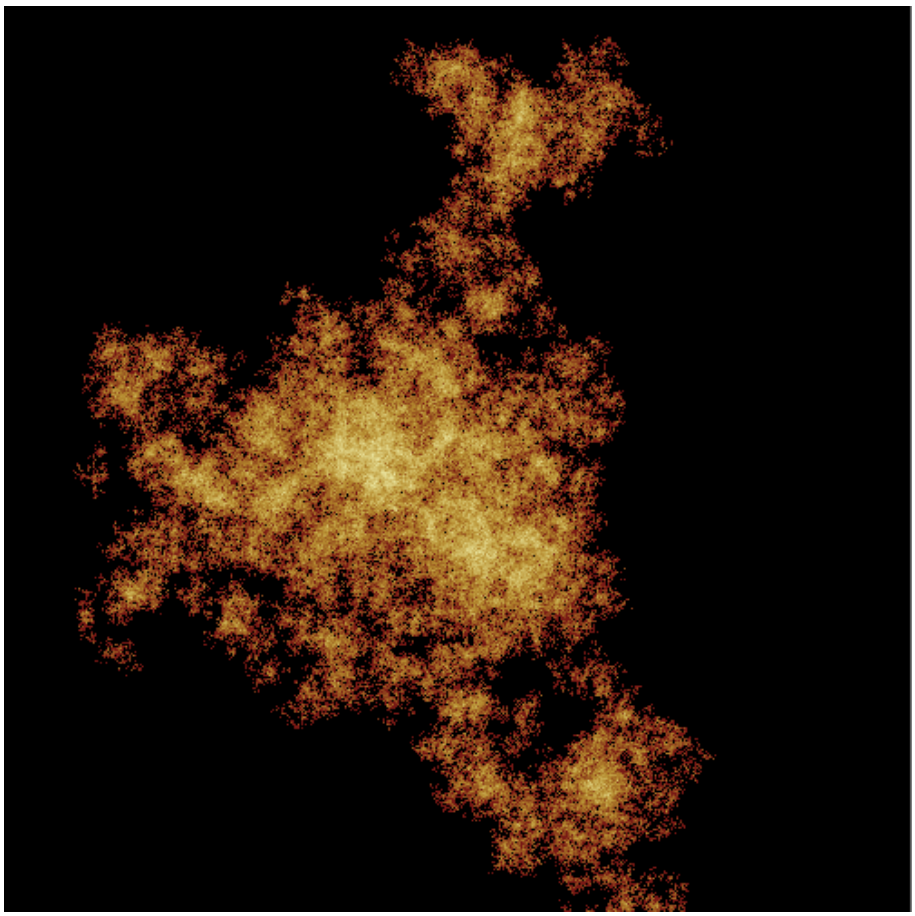


FIGURE 2.3 –

auteurs en déduisent que la masse typique d'un nuage de 30 pc de diamètre est de 5×10^5 $M_\odot$, et que si on regarde la plus petite échelle 30 UA, les clumpuscules, on a une masse de 0.001 $M_\odot$. Alors la dimension fractale d'un nuage est en moyenne de 1.64.

Taille des clumps (Pfenniger & Combes 1994)
Soit L=10, le niveau de départ de la fractale (le nuage dans son ensemble). Soit N le nombre d'éléments par niveaux. Soit M_0 la masse des clumps au plus petit niveau, L=1. On a :

$$M_L = NM_{L-1} = N^L M_0 \tag{2.10}$$

On a aussi :

$$M_{tot} = N^{10} M_0 \tag{2.11}$$

Avec l'équation (2.8) on a donc :

$$r_L^D = N r_{L-1}^D \tag{2.12}$$

On définit le facteur d'échelle α comme :

$$\alpha = \frac{r_{L-1}}{r_L} = N^{-1/D} \tag{2.13}$$

α donne le rapport entre les tailles caractéristiques du nuage, donc les tailles des clumps entre deux niveaux de fractale. Il dépend de N et D. La dimension fractale influe donc sur la surface couverte par le nuage pour une masse de gaz donnée. Plus D est grande, plus le nuage couvre de surface (donc il est moins dense). Inversement, plus D est petite, plus le nuage se concentre en petits globules denses.

En pratique :
Le nombre de niveaux et le nombre d'éléments par niveaux donnent le nombre de particules à afficher.

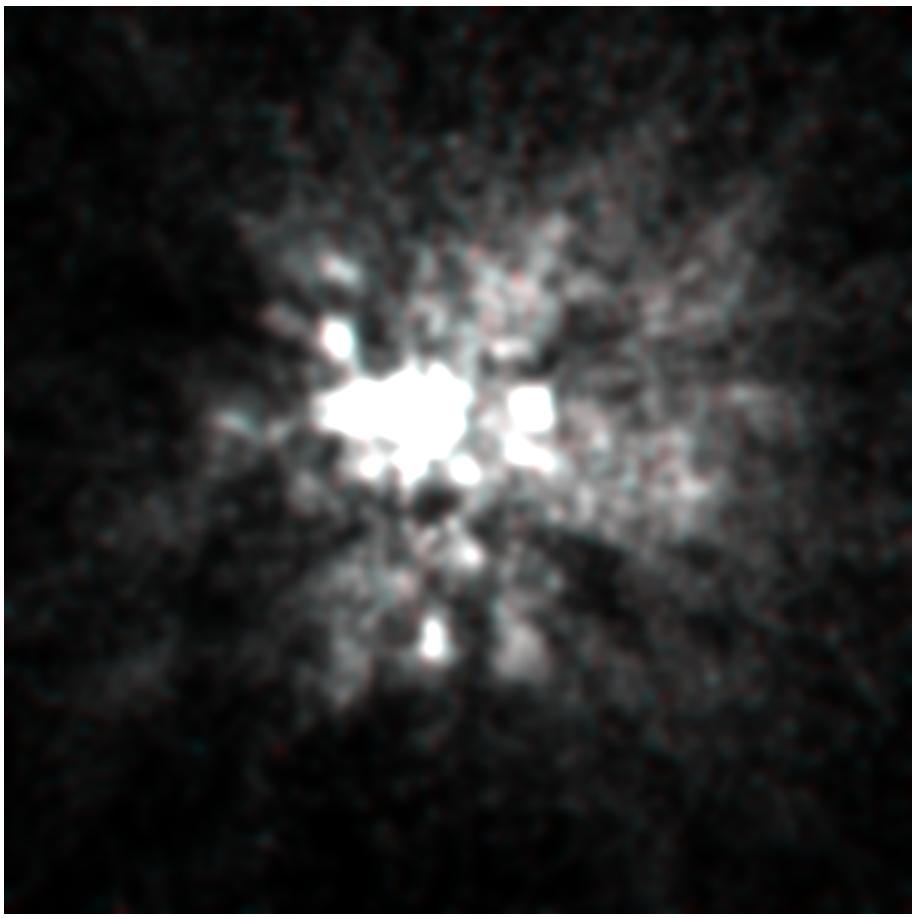


FIGURE 2.4 –

La limitation est informatique. On ne pourra pas simuler un nuage jusqu'aux clumpuscules de 30 UA, vu de très loin. Il faudra donc décider de N et L_{max} selon la distance à laquelle l'observateur se trouve par rapport au nuage et la puissance de calcul utilisable. Donc voilà la méthode :

1) Prendre une particule de gaz du modèle de Galaxie. On connaît sa masse M_{tot} et le volume qu'elle occupe, une sphère de rayon r_{max}.

2) Selon la distance à la particule et la capacité de calcul des machines, décider d'un N et d'un L_{max}. On prendra des valeurs de D différentes selon les endroits (c'est 1.64 en moyenne).

3) On calcule la fractale dans la sphère de rayon r_{max}, jusqu'à L=2.

4) On calcule la fractale pour L=1, et on lisse ce niveau : on ne voit pas de détails au dessous de L=2. On en verra plus si on s'approche. On connaît la masse des clumps à L=2. On connaît la masse des clumps à L=1 aussi, donc on peut faire les calculs d'extinction.

Pour les calculs d'extinction on a aussi besoin de la poussière : Sa masse est $10^{-3}M_{tot}$ dans un nuage.

2 novembre 2011 :

Nuage en 3D avec le programme adapté aux étoiles (*figure* 2.6) :

Françoise Combes m'explique dans un mail que les plus petits nuages qui peuvent exister font 10^{-3} $M_\odot$. Donc si on veut simuler les nuages contenus dans une particule de masse M, les plus petits niveaux de fractales qu'on devra simuler (si les ressources informatiques le peuvent) contiendront des clumps de 10^{-3} $M_\odot$.

4 novembre 2011 :

La densité de colonne est le nombre de particules contenues dans une section orthogonale d'une ligne de visée, cette section mesurant une unité d'aire. Elle permet d'évaluer le nombre de particules

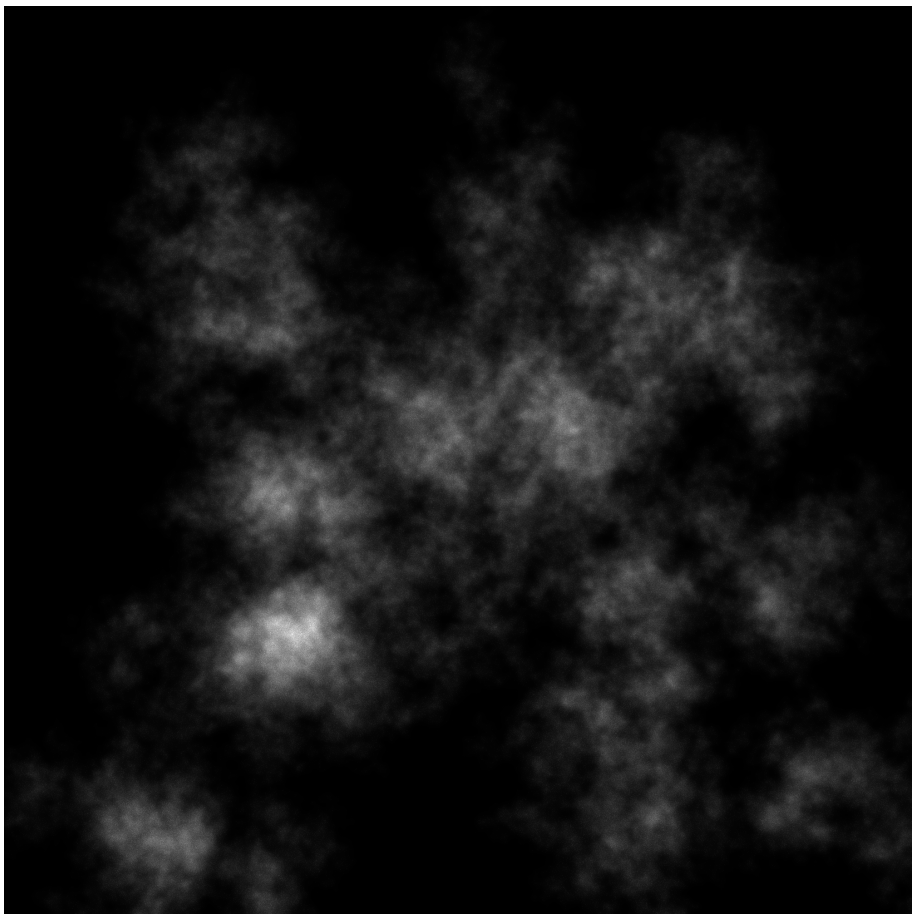


FIGURE 2.5 – d=3, n=5, nlevels=10

rencontrées par un rayonnement le long de cette ligne de visée. Elle s'emploie en transfert radiatif et dans la description de l'extinction interstellaire.

Intégrale de la densité volumique, la densité de colonne a la dimension inverse d'une aire : son unité du système international est le m-2, mais les astronomes emploient généralement le cm-2 du système CGS.

15 novembre 2011 :

J'ai reçu les modèles basse résolution de Françoise Combes et Paola DiMatteo. J'ai une série de fichiers "sft##.dat", numérotés de 00 à 10, âgés de 0 à 500 millions d'années. Le premier modèle part d'une galaxie déjà formée. Ils contiennent des particules d'étoiles ($N_{stars} = 40000$), des particules hybrides gaz/étoiles ($N_{gas} = 40000$), et des particules de matière noire ($N_{halo} = 40000$). Les 32000 premières particules d'étoiles correspondent au disque, les 8000 autres au bulbe et halo. Les fichiers contiennent 6 colonnes. Chaque vecteur est enregistré linéairement, chacun à la file de l'autre comme ceci :

- $x_{gas+stars+halo}$: 120000 valeurs
- $y_{gas+stars+halo}$: 120000 valeurs
- $z_{gas+stars+halo}$: 120000 valeurs
- $vx_{gas+stars+halo}$: 120000 valeurs
- $vy_{gas+stars+halo}$: 120000 valeurs
- $vz_{gas+stars+halo}$: 120000 valeurs
- $amass_{gas+stars+halo}$: 120000 valeurs
- $tnow$: 1 valeur sur la première colonne les 5 autres vides
- amg_{gas} : 40000 valeurs
- $znew_{gas}$: 40000 valeurs
- $zn_{gas+stars}$: 80000 valeurs
- $tbirth_{gas+stars}$: 80000 valeurs

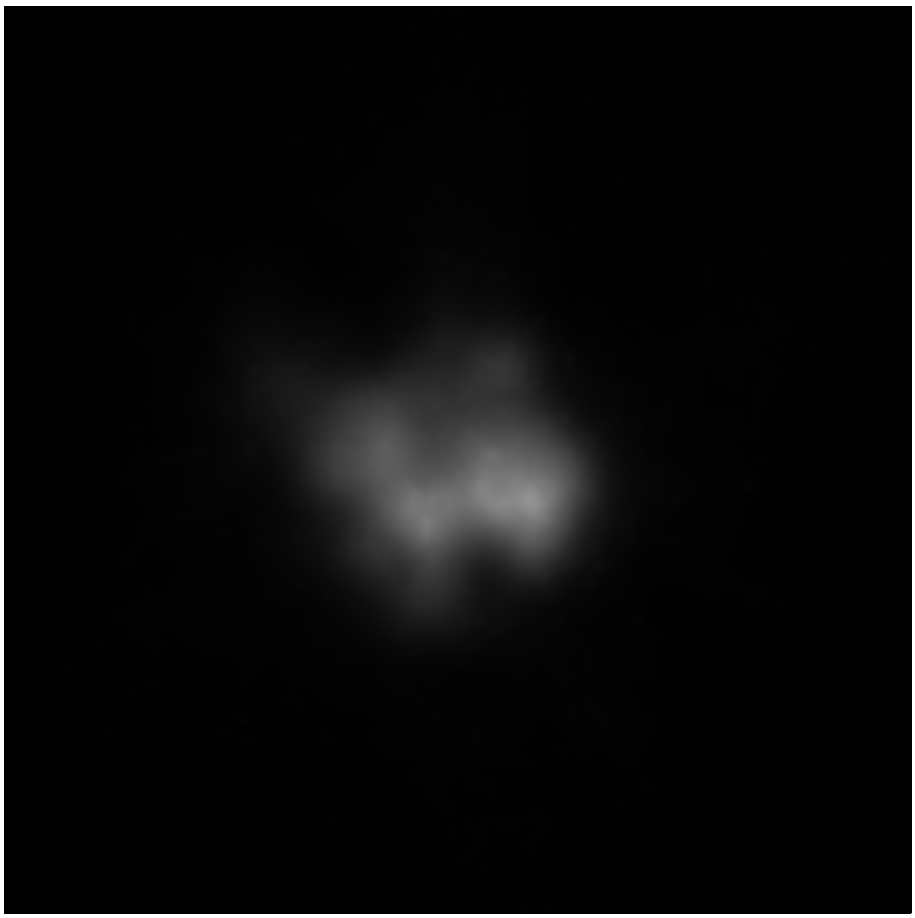


FIGURE 2.6 – d=3, n=5, nlevels=10

J'ai écrit un programme 'RTIGE_galaxy_models_2.py' qui réécrit ces fichiers dans le format RTIGE : avec un header et des colonnes. J'ai écrit un second programme, 'RTIGE_S_catalogue.py' (l'ancien a été renommé avec la mention _old), qui ajoute les âges et modifie les métallicités des particules. Au final j'écris des fichiers 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_gas_stars_sft##.dat' (particules hybrides gaz/étoiles), 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_stars_disc_sft##.dat', 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_stars_bulb_sft 'RTIGE_2011_CombesDiMatteo_darkhalo_sft##.dat'.

Je travaille sur le modèle sft00. J'utilise la carte d'âges pour donner aux particules du disque un âge entre 6.6 et 9.98 (9.5 Gyr) en log10(yr). Je donne un âge de 11.5 Gyr aux particules du bulbe et 12.5 Gyr aux particules du halo. Ensuite, pour chaque modèle plus récent, j'ajoute 50 millions d'années à chaque particule.

Je regarde les métallicités (voir *figures* 2.7 et 2.8) :

Pour le disque tout est ok, mais pour le bulbe, la métallicité devrait être beaucoup plus faible. Paola me dit que c'est normal, car ils n'ont pas considéré un bulbe comme celui de la voie lactée, formé avant le disque. Je vais donc modifier les valeurs de métallicité des particules du bulbe. Je regarde la variation de la métallicité avec le rayon (voir *figure* 2.9) : Je vais discrétiser les valeurs de métallicité afin d'alléger le modèle. J'en choisis 5 : 0.005, 0.01, 0.015, 0.02, 0.025, 0.03. Pour chaque valeur, je regarde quelles sont les particules qui ont une métallicité à ± 0.0025, et je leur donne cette valeur. Je ne peux pas prendre les valeurs 0.035 et 0.04 car le site CMD ne permet pas de produire des isochrones à ces métallicités. La première tranche va donc de 0 à 0.0075, et la dernière de 0.0275 à 0.04.

Pour le halo et le bulbe, je prends trois valeurs : $Z = 0.0004$, $Z = 0.0008$ et $Z = 0.0002$ que je répartis aléatoirement en tirant pour chaque particule l'une de ces trois valeurs selon une loi uniforme.

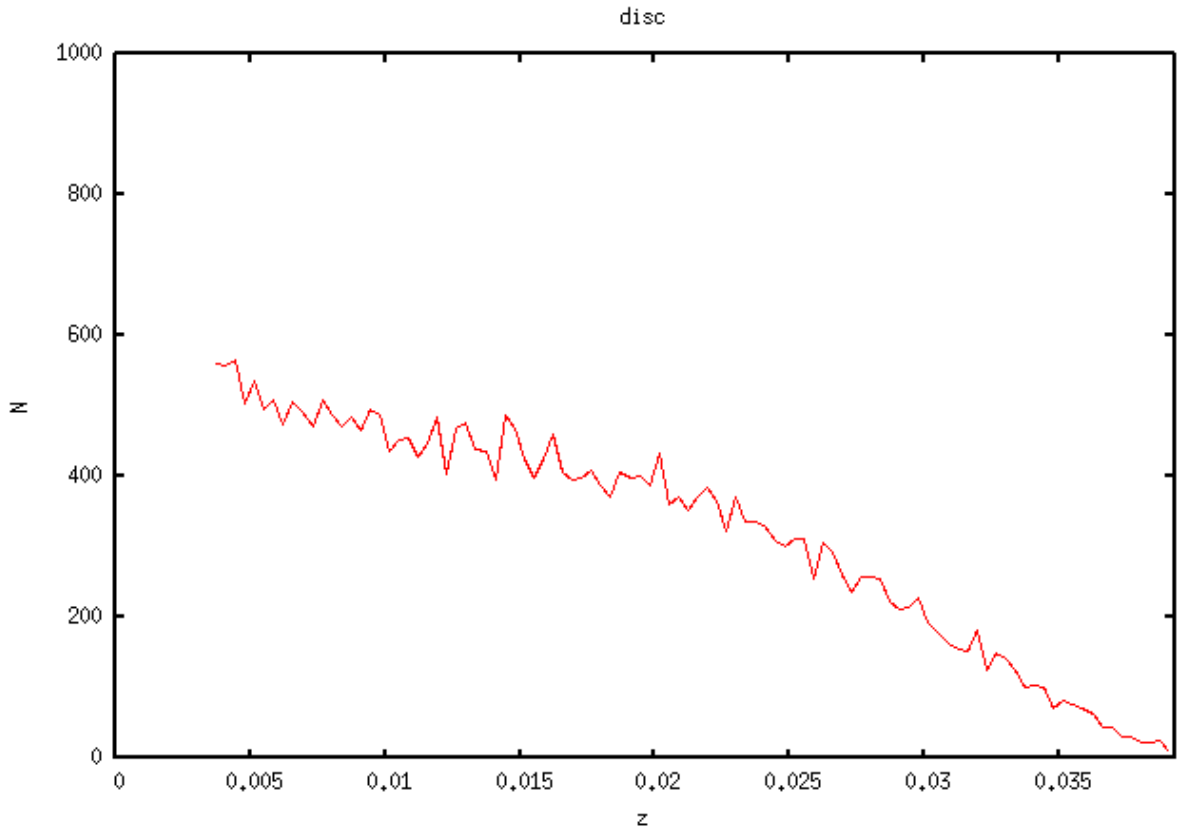


FIGURE 2.7 –

J'ai donc en tout 5+3=8 valeurs de métallicités. Je dois télécharger de nouvelles isochrones, et fabriquer de nouveaux cubes de paramètres stellaires. D'abord, le gaz.

Particules de gaz :
Toujours dans le programme 'RTIGE_S_catalogue.py' , je modifie les données concernant les particules hybrides gaz/étoiles. Pour ce qui est des âges, je regarde la masse d'étoiles fabriquée par tranches de 50 millions d'années. Pour chaque modèle, j'ai $M_{etoiles} = M_{tot} - M_{gaz}$. La masse totale et la masse de gaz de la particule est donnée dans le fichier. Ainsi, je connais la masse d'étoiles pour chaque particule. Je connais par soustraction des $M_{etoiles}$ d'un fichier à l'autre pour chaque particule, la masse de nouvelles étoiles pour chaque particule de chaque modèle. Ainsi je connais l'âge de toutes ces nouvelles étoiles à 50 millions d'années près. Au final, dans le modèle sft10 j'ai des étoiles de 0, 50, 100, 150, 200, 350, 400, 450 et 500 millions d'années dans les particules. Certaines qui ont commencé à former des étoiles un peu après le début de la simulation n'ont pas les plus vieilles étoiles, autrement dit, la proportion de masse d'étoiles de chaque tranche d'âge change selon la particule considérée. Dans les fichiers de modèle j'ajoute donc 11 colonnes, donnant chacune la masse d'étoiles de chaque classe d'âge. Je donne ces classes d'âge en log10(yr), la classe d'âge 0 a l'âge le plus jeune disponible dans les fichiers d'isochrones soit 6.6. Les valeurs en log10 sont donc : 6.60, 7.70, 8.00, 8.18, 8.30, 8.40, 8.48, 8.54, 8.60, 8.65, 8.70.

Pour la métallicité, j'ai tracé zm et znew, métallicité moyenne et métallicité des nouvelles étoiles pour chaque particule en fonction de la distance au centre galactique (voir *figures* 2.10 et 2.11) . J'obtiens grosso-modo la même chose dans les deux cas. Et il semble raisonnable de prendre les mêmes métallicités que pour les particules étoiles. Je fais donc la même discrétisation.

Paramètres stellaires :
Je télécharge les isochrones pour les nouvelles métallicités. Je modifie le programme 'RTIGE_S_isochrones.py',

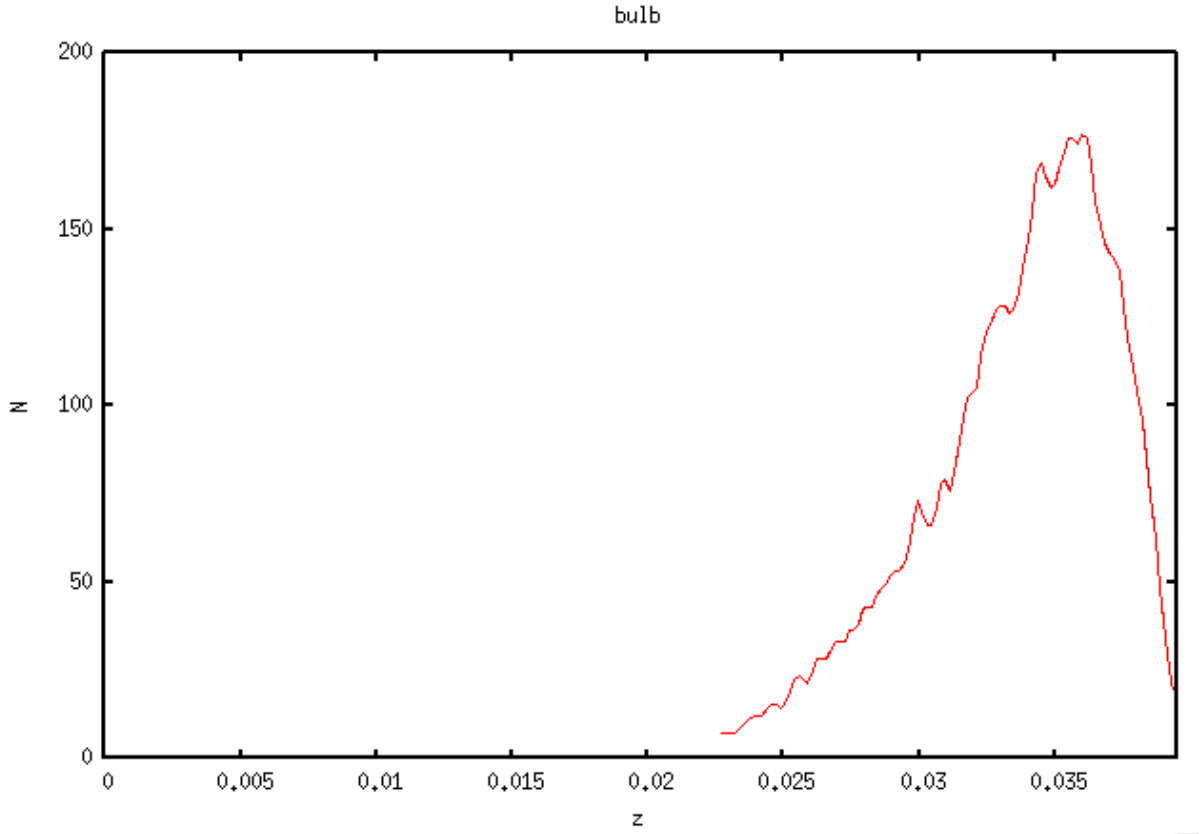


FIGURE 2.8 –

pour qu'il travaille en plus avec les nouvelles valeurs de métallicité (on garde les anciennes, on en a besoin pour les amas ouverts). Pour les paramètres stellaires des naines blanches, j'ai moins de valeurs de métallicité différentes. J'avais associé des chemins évolutif calculés pour une certaine métallicité aux métallicités choisies pour les isochrones. Voilà comment je les associe en prenant en compte les nouvelles valeurs :
Z=numpy.array(['0002','0004','0008','003','004','005','01','015','02','0.025','03'])
Z2=numpy.array(['0001','0004','001','004','004','004','008','008','008','04','04'])
J'ai lancé le programme sur aquilon pour les 4 nouvelles valeurs de métallicité : 0.005, 0.015, 0.02 et 0.025.

16 novembre 2011 :
Les fichiers d'isochrones sont écrits, j'ai lancé le programme 'RTIGE_S_HR_cubes.py' après y avoir ajouté les nouvelles valeurs de métallicité. Les diagrammes HR sont OK, à part la présence d'étoiles autour des naines blanches ajoutées par mon algorithme. Je ne sais pas d'où viennent ces points, ils n'apparaissent que sur les nouvelles isochrones. Est-ce que quelque chose aurait changé sur leur site ? Il faudra creuser ce mystère plus tard.

Pour avoir le nombre d'étoiles par particules, il faut diviser la masse totale d'une particule par la masse moyenne donnée par la carte de masse.

J'ai donc tout ce qu'il faut pour les étoiles de champ. Je m'occupe maintenant des particules hybrides gaz/étoiles. Voir document "Milieu interstellaire".

Donc pour les particules hybrides gaz/étoiles, j'ai la masse de nouvelles étoiles pour 11 âges différents. J'ai donc besoin de diagrammes HR contentant plusieurs isochrones. Voilà ce qu'il faut faire :

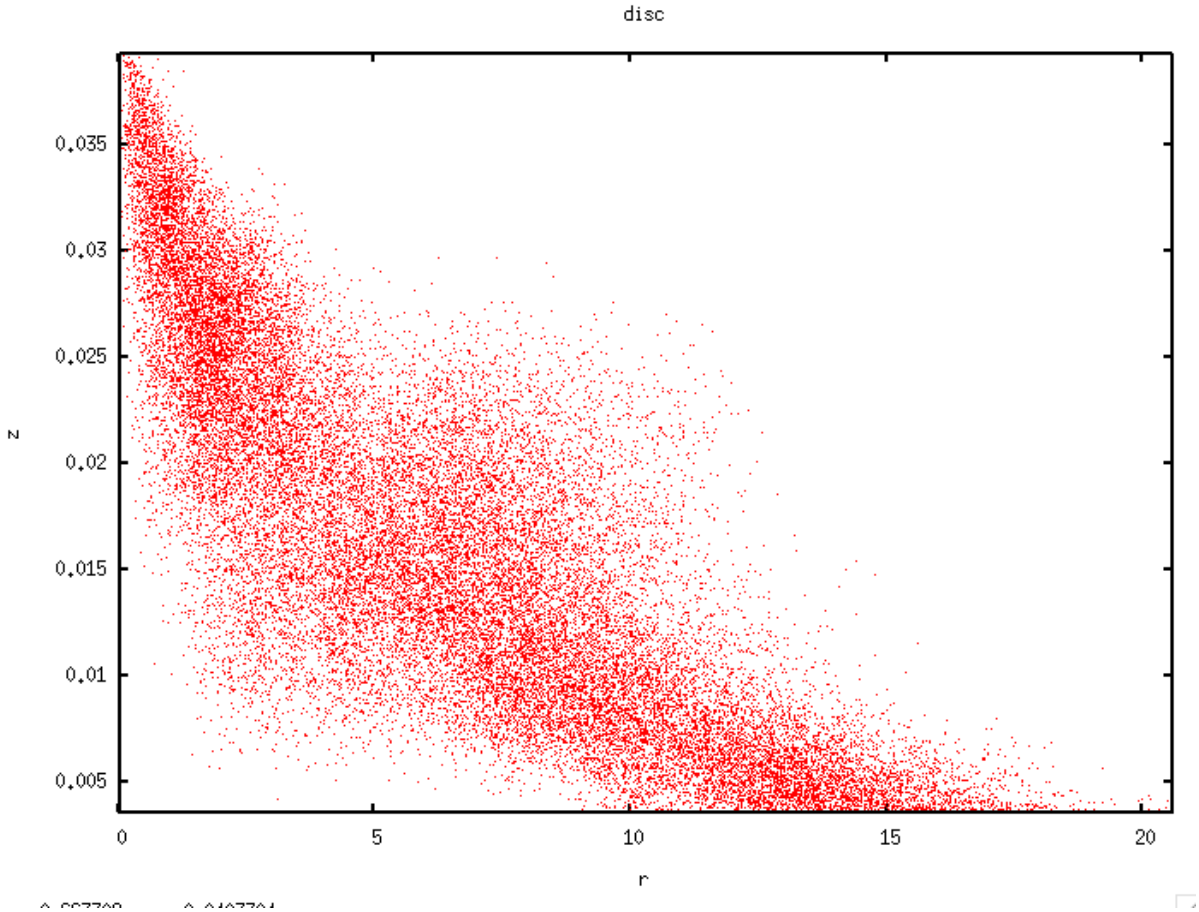


FIGURE 2.9 –

1) Pour chaque âge, lire le diagramme isochrone correspondant dans le cube.

2) Pour chaque âge, calculer la masse moyenne à partir de la carte masse associée.

3) Pour chaque âge, calculer le nombre moyen d'étoiles N_i en divisant la masse totale des étoiles de cet âge par la masse moyenne calculée.

4) Pour chaque âge, normaliser le diagramme d'isochrone iso_i à 1.

5) Construire un diagramme HR par cette opération : $HR = iso_1 \times N_1 + iso_2 \times N_2 + \ldots . iso_{11} \times N_{11}$

6) Diviser le diagramme HR par $\sum N_i$

7) Multiplier le diagramme HR par 10^6 et prendre le log10 pour pouvoir l'enregistrer en int16.

PROBLEME : Il faut calculer un diagramme HR différent pour chaque particule selon les proportions de masses des étoiles des différentes tranches d'âge !

17 novembre 2011 :

J'ai modifié le programme 'RTIGE_S_catalogue.py'. J'ai ajouté une colonne "nombre moyen d'étoiles" donnant le nombre d'étoiles calculé pour une particule à partir de la masse moyenne de ses étoiles.

18 novembre 2011 :

Après correction d'erreurs de code et l'écriture d'une fonction "Nstars_mean" dans RTIGEutil.py donnant le nombre moyen d'étoiles pour une masse totale, un âge, un cube de diagramme HR et un cube de paramètres, j'ai lancé 'RTIGE_S_catalogue.py'. C'est très lent.

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

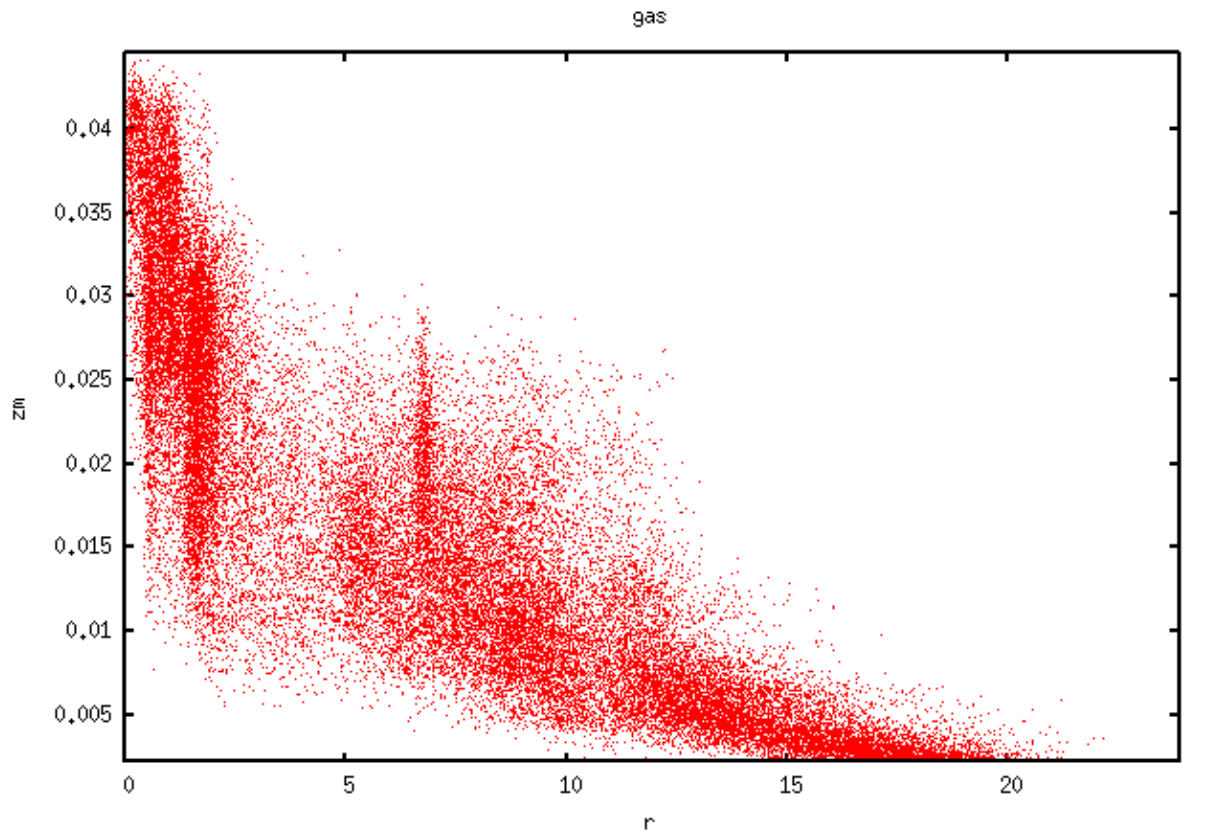


FIGURE 2.10 –

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* 2.12 (disque), 2.13 (bulbe), 2.14 (particules hybrides) et 2.15 (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 :

$$\frac{dN}{dM} \propto M^{\alpha} \tag{2.14}$$

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

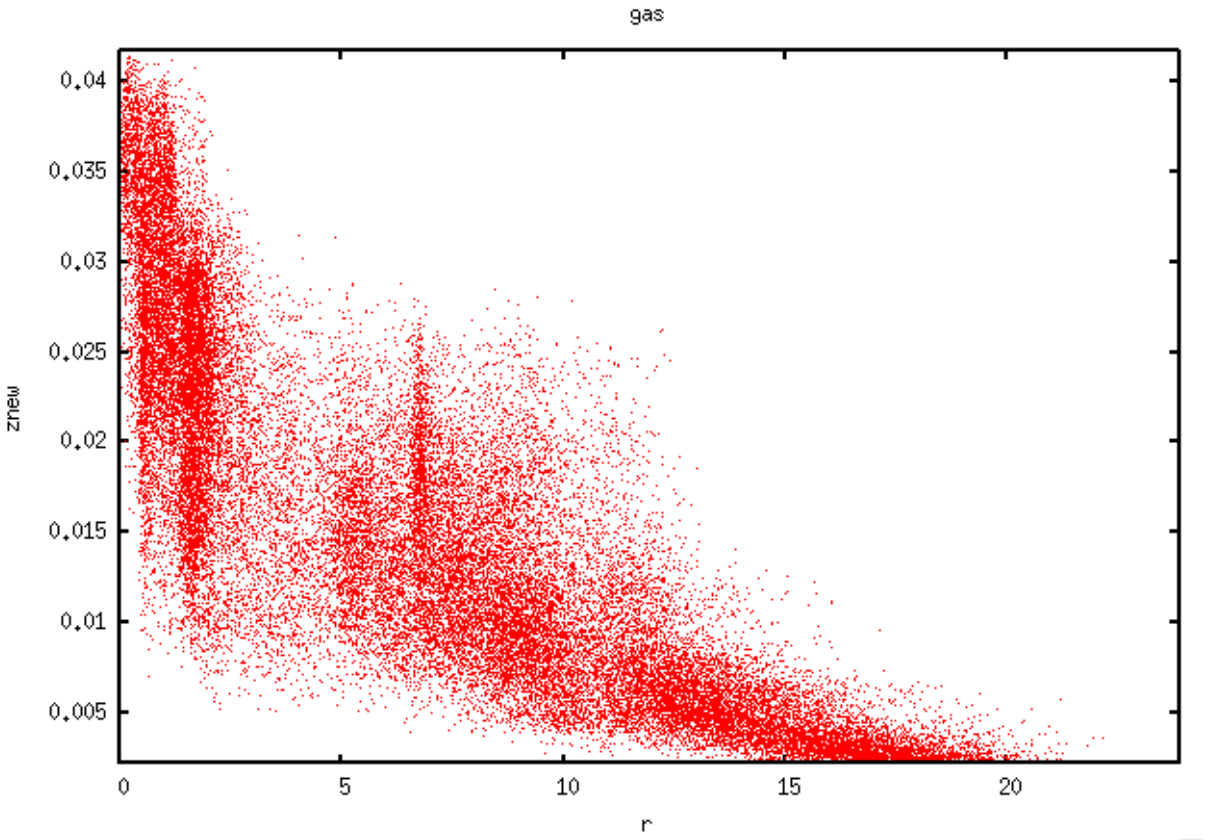


FIGURE 2.11 –

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.



FIGURE 2.12 –

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.

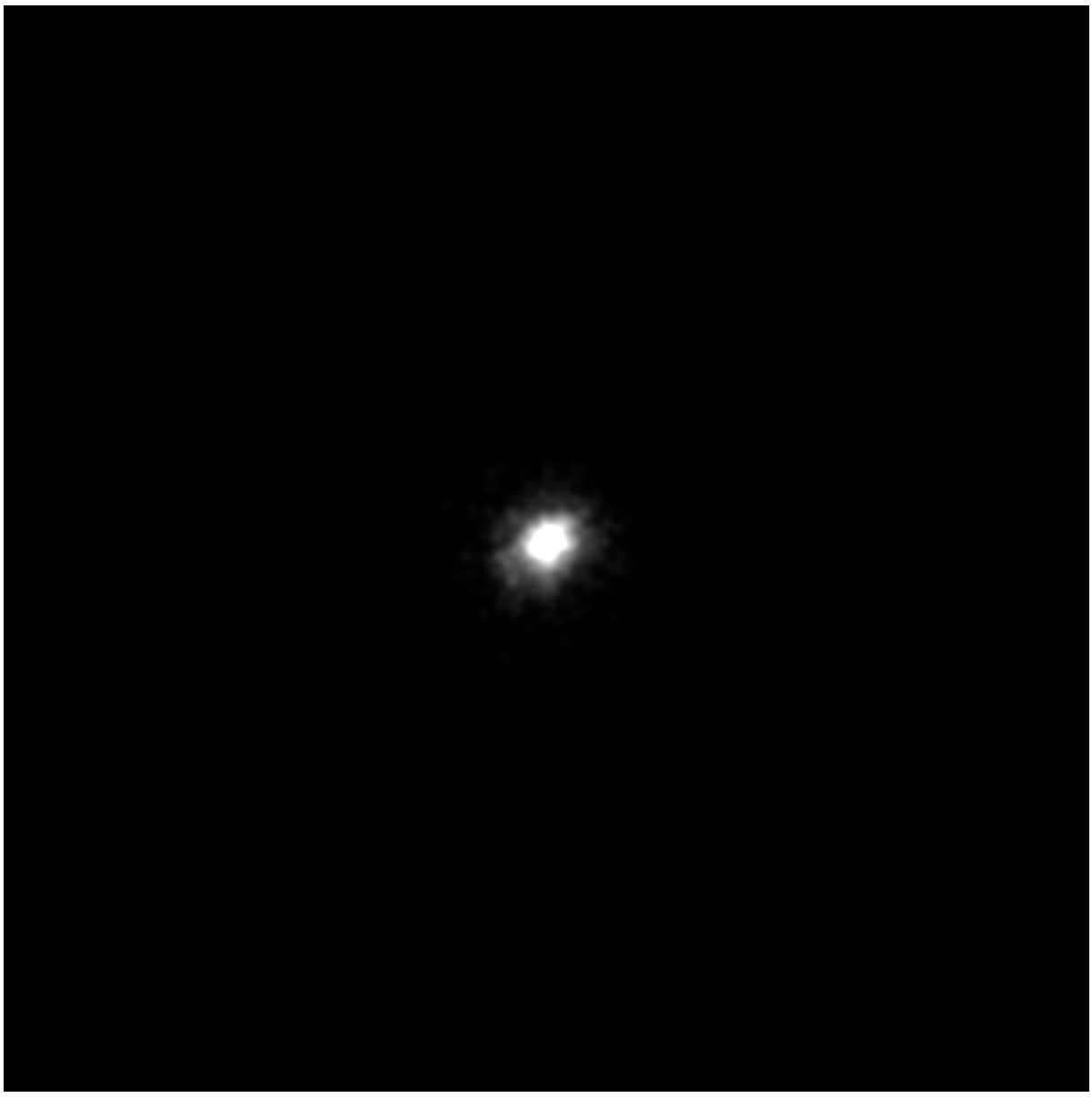


Figure 2.13 –

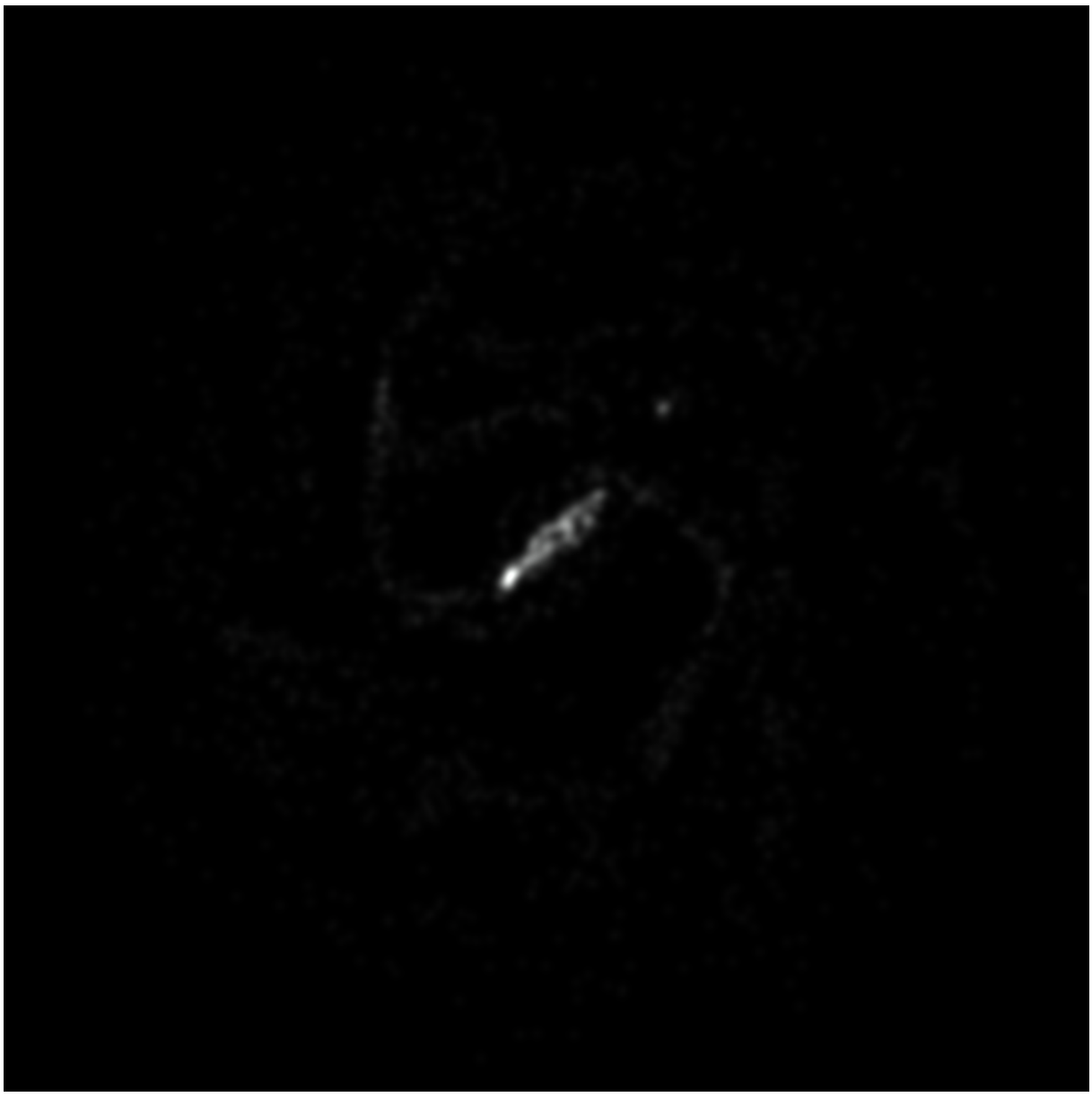


Figure 2.14 –

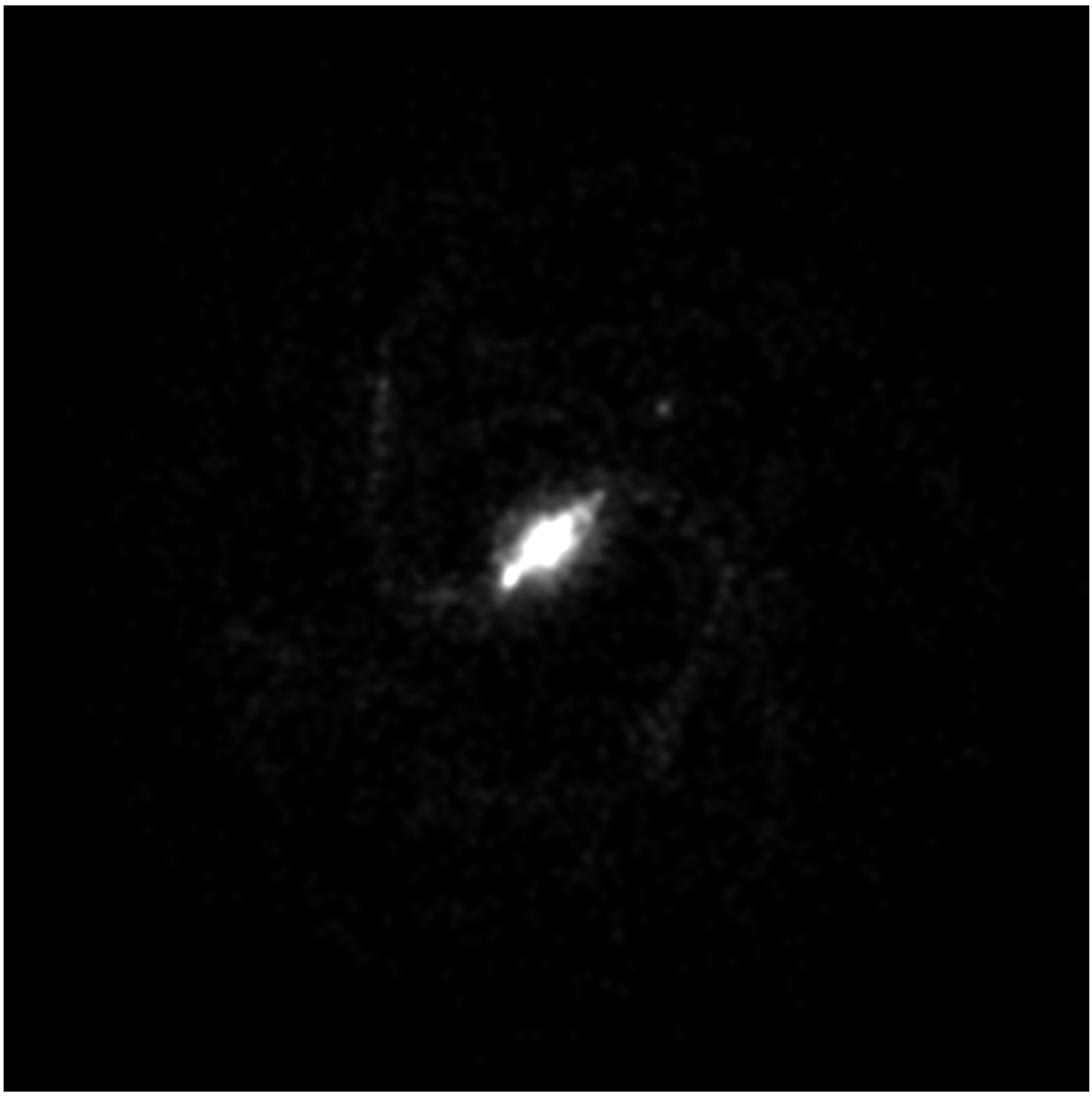


Figure 2.15 –