RD-1 RTIGE-OPM-YB-01.18 Amas globulaires

Yannick Boissel

8 décembre 2011

Table des matières

I Méthode **2**

1 Contenu **3**
1.1 Ajouts depuis la version 17 . . . 3
1.2 Contenu de l'archive . . . 3
1.3 Fichiers de données . . . 3
1.3.1 Dossier HR . . . 3
1.3.2 Dossier Massmax . . . 4
1.3.3 Dossier Modeles_amas . . . 5
1.3.4 Racine . . . 5
1.3.5 Dossier "References" . . . 6

2 Méthode de simulation **7**
2.1 Amas de référence . . . 7
2.2 Résumé . . . 8
2.3 Distribution de masses et positions . . . 8
2.3.1 Méthode . . . 8
2.3.2 Méthode pour une portion d'amas . . . 10
2.4 Augmentation de la résolution des classes de masse . . . 10
2.5 Étoiles mortes . . . 11
2.5.1 Naines blanches . . . 11
2.5.2 Étoiles à neutrons et trous noirs . . . 11
2.6 Paramètres stellaires . . . 11
2.7 Faire évoluer les étoiles . . . 12
2.8 Blue Stragglers . . . 12

3 Couleurs et luminosité **13**
3.1 Luminosité . . . 13
3.2 Couleurs . . . 14
3.3 Magnitudes apparentes . . . 14
3.4 Extinction . . . 14
3.5 Autres domaines de longueur d'onde . . . 14
3.6 Etoiles indiscernables . . . 15

II Journal de bord **16**

Première partie

Méthode

Chapitre 1

Contenu

1.1 Ajouts depuis la version 17

Quelques erreurs corrigées dans la description du format des fichiers de données.

1.2 Contenu de l'archive

Je fournis aux partenaires un catalogue, des données et des méthodes afin qu'ils représentent le système d'amas globulaires de la voie lactée. Le paquet contient :

- la liste de 145 amas globulaires de la voie lactée contenant à la fois des données nécessaire à l'affichage des amas, des données nécessaire à la simulation et l'affichage des amas, et des méta-données pouvant être utilisées par RSA cosmos. Il faudra ajouter quelques amas "inventés", car il nous en manque un petit nombre, cachés par le plan de la Galaxie. À faire dans une prochaine mise-à-jour.
- 5 jeux de paramètres correspondant à 5 amas globulaires représentatifs de la population d'amas globulaires, nécessaires à la simulation d'une distribution d'étoiles en position et en masse. Ces 5 amas sont choisis pour avoir 5 concentrations centrales différentes : M55 (NGC6809),M22 (NGC6656),M15 (NGC7078),M13 (NGC6205) et 47Tuc (NGC104). Ces 5 modèles sont attribués aux 145 amas du catalogue selon leur concentration centrale.
- La méthode pour simuler des amas globulaires depuis la simulation de la distribution de points jusqu'aux paramètres stellaires et aux couleurs rgb.
- Des fichiers de données pour obtenir les paramètres stellaires des étoiles.

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.

1.3 Fichiers de données

1.3.1 Dossier HR

Dans le dossier 'HR', on trouve pour 5 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, 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 $log10(annees)$.

- **'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. Ainsi, pour chaque case de diagramme HR, on dispose de 15 paramètres stellaires en plus de la température et de la luminosité. 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°). 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.

1.3.2 Dossier Massmax

Ce dossier contient 5 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 $M_\odot$).

1.3.3 Dossier Modeles_amas

Dans ce dossier il y a 10 fichiers. Pour chaque amas de référence (*voir* (2.1)), on trouve deux fichiers :

- **'RTIGE_2011_multiparam_NGC#.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)

- **'RTIGE_2011_multidens_NGC#.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 $\mathbf{10^6 M_\odot.pc^{-3}}$

- **'RTIGE_2011_BS_params.dat' :** Ce fichier donne les paramètres stellaires des étoiles de type Blue Straggler, que l'on rajoutera à la main à l'amas simulé. Colonnes :

  0. $log10(L)$ en $log10(L_\odot)$ luminosité bolométrique
  1. $log10(L_V)$ en $log10(L_\odot)$ luminosité en bande V
  2. $log10(Te)$ en $log10(K)$ température
  3. $log10(g)$ en $log10(m.s^{-2})$ gravité de surface
  4. rayon stellaire en $R_\odot$
  5. classe spectrale
  6. classe de luminosité
  7. magnitude absolue en bande B
  8. magnitude absolue en bande V
  9. couleur r normalisée dans le système RGB
  10. couleur g normalisée dans le système RGB
  11. couleur b normalisée dans le système RGB

1.3.4 Racine

A la racine de l'archive, il y a le fichier **'RTIGE_2011_GC_catalogue.dat'**. C'est le catalogue RTIGE des amas globulaires, donnant les positions et paramètres de 145 amas globulaires de la Galaxie. Voilà les données qu'il contient :

Le catalogue se présente sous forme de colonnes séparées par des point-virgules :

0. indice catalogue RTIGE (*)
1. nom officiel (*)
2. autre nom usité (*)
3. positions X en coordonnées supragalactiques (centré sur le Soleil) => pris dans le catalogue Harris 1997 **en kpc** (voir l'article Harris 2010)
4. positions Y en coordonnées supragalactiques (centré sur le Soleil) => pris dans Harris 1997 **en kpc**
5. positions Z en coordonnées supragalactiques (centré sur le Soleil)=> pris dans Harris 1997 **en kpc**
6. distance au Soleil => pris dans Harris 1997 **en kpc** (*)
7. magnitude apparente en bande V vue depuis la Terre(*)

8. Age => pris dans Dotter 2010 (seulement 56) **en Gyr** (*)
9. [Fe/H] métallicité => pris dans Harris 1997 (*)
10. Z => à partir de [Fe/H] et un Y moyen.
11. Masse totale **en $M_\odot$ (masses solaires)** => pris dans Richard 2010 et Pryor 1993 (*)
12. c (concentration centrale)=> pris dans Harris 1997 (*)
13. σ_V (dispersion de vitesses) **en km.s^{-1}** => pris dans Richard 2010 et Pryor 1993
14. Rc => Rayon de coeur. pris dans Harris 1997 (en **pc**, donc calculé avec le Rc de Harris 1997 en arcmin et la distance au Soleil du même catalogue)
15. Flag => indique 1 si des valeurs moyennes (autres que Y) ont été utilisées, ou 2 si données manquantes et ne pouvant pas être remplacées par une moyenne (nan). 0 signifie qu'aucun problème n'a été rencontré. Plusieurs occurences d'un chiffre indique que les données de plusieurs colonnes présentent un problème
16. Mod => indique le modèle d'amas utilisé parmi les 5 disponibles.

* *: métadonnées pouvant être affichées.*

Notes sur le catalogue

Âges des amas : Les âges des amas servent à la simulation de la distribution de positions et de masse, et à la simulation des paramètres stellaires.
Je les trouve dans Dotter 2010, mais il n'y en a que 56. J'ai pris la moyenne de ces âges pour les autres amas.

Masses totales et dispersions de vitesses : La masse totale et la dispersion de vitesses d'un amas sert à la simulation de la distribution de positions et de masse. Cette étape est faite par Paola DiMatteo.
J'ai pris des valeurs dans Richard 2010, qui les donne pour 47 Tuc et M55 : deux amas que l'on va simuler.
Pryor 1993 les donne pour 56 amas seulement. Je dois prendre les valeurs moyennes pour les autres.

1.3.5 Dossier "References"

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

Chapitre 2

Méthode de simulation

2.1 Amas de référence

Les âges des amas se traduisent par des couleurs globales différentes. L'autre chose qui est intéressante à faire émerger, c'est la concentration centrale. C'est un paramètre du code de Paola Di Matteo. Les amas globulaires en dehors de ça se ressemblent suffisamment à l'oeil pour que l'on ne simule pas les 145 amas séparément. On va donc prendre quelques modèles seulement. Compte-tenu de l'histogramme des concentrations centrales (*figure* 2.1), on va prendre 5 intervalles, avec un amas connu dans chaque comme référent que l'on va simuler :

- 0.5 → 1.0 (M55 c=0.76)
- 1.0 → 1.4 (M22 c=1.31)
- 1.4 → 1.75 (M13 c=1.49)
- 1.75 → 2.25 (47Tuc c=2.04)
- 2.25 → 2.5 (M15 c=2.5)

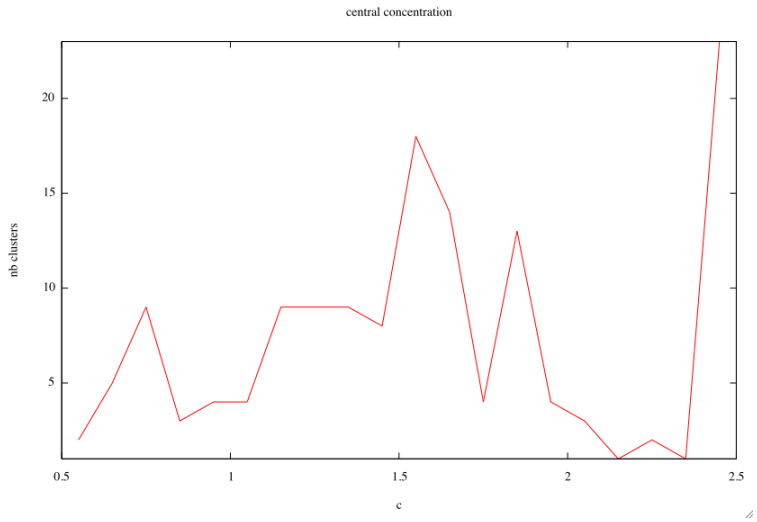


FIGURE 2.1 – Histogramme des concentrations centrales dans Harris1997

Le *tableau* 2.1 donne les 5 amas choisis dans ces intervalles, pour avoir tous les paramètres nécessaires à la simulation (tous ne les ont pas).

Pour ce qui est des métallicités des 145 amas globulaires, il est raisonnable de dire que l'on peut prendre ces 5 exemples uniquement.

Amas	Masse totale $M_\odot$	$c = \log Rt/Rc$	σ_V $(km.s^{-1})$	Rc (arcmin)	$D_\odot$ (kpc)	Rc (pc)
M55	$1.4 \pm 0.5 \times 10^5$	0.76	2.7 ± 0.5	2.83	5.3	4.36
NGC6809	Richard 2010	Harris 1997	Richard 2010	Harris 1997	Harris 1997	RTIGE 2011
M22	5.0×10^5	1.31	9.0	1.42	3.2	1.32
NGC6656	Pryor 1993	Harris 1997	Pryor 1993	Harris 1997	Harris 1997	RTIGE 2011
M13	6.3×10^5	1.49	7.1	0.88	7.0	1.79
NGC6205	Pryor 1993	Harris 1997	Pryor 1993	Harris 1997	Harris 1997	RTIGE 2011
47 Tuc	$1.1 \pm 0.1 \times 10^6$	2.04	9.6 ± 0.6	0.37	4.3	0.46
NGC104	Richard 2010	Harris 1997	Richard 2010	Harris 1997	Harris 1997	RTIGE 2011
M15	2.0×10^6	2.50	12.0	0.07	10.2	0.21
NGC7078	Pryor 1993	Harris 1997	Pryor 1993	Harris 1997	Harris 1997	RTIGE 2011

TABLE 2.1 – Amas de référence : paramètres d'entrée du modèle N-Corps de Paola Di Matteo.

2.2 Résumé

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

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

2.3 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 'RTIGE_2011_multiparam_NGC#.dat' et 'RTIGE_2011_multidens_NGC#.dat'.

2.3.1 Méthode

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* 2.3.2).

1. Le catalogue des amas globulaires indique 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 29 classes de masse.
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 :

$$\rho(r) = dM/dV \tag{2.1}$$

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 :

$$dM(r) = 4\pi r^2 \Delta r \rho(r) \tag{2.2}$$

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* 2.1).
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 :

$$dN(r) = 4\pi r^2 \Delta r \rho(r) \times \frac{1}{M_{classe}} \tag{2.3}$$

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 $nb_{etoiles}$.

2.3.2 Méthode pour une portion d'amas

Supposons que l'on veuille simuler les étoiles d'un amas globulaire 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 $nb_{etoiles}$:

$$nb_{etoiles} = \int_{R_1}^{R_2} dN(r)dr = \frac{4\pi}{m_{classe}} \int_{R_1}^{R_2} r^2 \rho(r) dr \tag{2.4}$$

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.

2.4 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 $0.1M_\odot$ pour $M < 1M_\odot$, et de $1M_\odot$ pour $M > 1M_\odot$. 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 $0.01M_\odot$ 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 $20M_\odot$ par pas de $0.01M_\odot$.

2.5 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 'RTIGE_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.

2.5.1 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) :

$$M_{WD} = 0.096 * M_P + 0.429 \qquad M_P < 2.7M_\odot \tag{2.5}$$

$$M_{WD} = 0.137 * M_P + 0.318 \qquad M_P >= 2.7M_\odot \tag{2.6}$$

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

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

2.5.2 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).

2.6 Paramètres stellaires

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

1. Dans le dossier 'HR', choisir les 4 fichiers correspondant à la métallicité de l'amas de référence 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).

2.7 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.

2.8 Blue Stragglers

Ces étoiles sont issues de la fusion d'étoiles plus froides, ce qui arrive dans les amas globulaires, en raison de la présence de nombreuses étoiles binaires et de l'occurence de collisions. On verra ce problème dans un second temps lorsqu'on simulera les objets particuliers.

Chapitre 3

Couleurs et luminosité

3.1 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 :

$$m_{V_{P_0}} - m_{V_{\odot_0}} = -2.5log10\left(\frac{F_{V_P}}{F_{V_\odot}}\right) = -2.5log10\left(\frac{\sum_i F_{V_{P_i}}}{F_{V_\odot}}\right) \tag{3.1}$$

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 :

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \tag{3.2}$$

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 :

$$F_{V_{P_i}} = \frac{L_{V_{P_i}}}{4\pi d_{P_i}^2} \tag{3.3}$$

et :

$$F_{V_\odot} = \frac{L_{V_\odot}}{4\pi d_\odot^2} \tag{3.4}$$

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 :

$$M_{V_{P_i}} = -2.5log10\left(\frac{L_{V_{P_i}}}{L_\odot}\right) + M_\odot \tag{3.5}$$

qui peut se remanier ainsi :

$$L_{V_{P_i}} = L_\odot \times 10^{0.4(M_\odot - M_{V_{P_i}})} \tag{3.6}$$

$L_\odot = 3.839 \times 10^{26}$ 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 (3.5), avec $M_{V_\odot} = 4.82$:

$$L_{V_\odot} = L_\odot \times 10^{0.4(M_\odot - M_{V_\odot})} \tag{3.7}$$

Note : Les histogrammes de diagrammes HR donnent directement L_V.

3.2 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).

3.3 Magnitudes apparentes

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

$$M_{V_{P_r}} = -2.5log10(L_{V_{P_{r_{tot}}}}) + M_{bol_\odot} \tag{3.8}$$

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 :

$$m_{V_{P_{0_r}}} - M_{V_{P_r}} = 5log10\left(\frac{d_P}{10pc}\right) \tag{3.9}$$

ou en divisant la luminosité par la distance au carré (*équation* (3.3)) et en utilisant le résultat sur une échelle log10 :

$$m_{V_{P_{0_r}}} - m_{V_{\odot_0}} = -2.5log10\left(\frac{\sum_i F_{V_{P_{i_r}}}}{F_{V_\odot}}\right) \tag{3.10}$$

On fait de même pour les autres couleurs.

3.4 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) :

$$m_{V_{P_r}} = m_{V_{P_{0_r}}} + A_{V_P} \tag{3.11}$$

$$m_{V_\odot} = m_{V_{\odot_0}} + A_{V_\odot} \tag{3.12}$$

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.

3.5 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 :

$$L_X = 10^{0.4(4.74-M_X)} \tag{3.13}$$

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.

3.6 Etoiles indiscernables

Dans le cas où l'amas est loin, on ne discerne pas les étoiles à l'intérieur.

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 :

$$Iso_{norm} = \frac{10^{Iso/1000}}{10^6} \tag{3.14}$$

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) :

$$L_{V_{tot}} = \left[\sum_{i}^{nb_c} \frac{10^{n_i/1000}}{10^6} \times 10^{x_i} \right] \times N \tag{3.15}$$

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'.

$$L_{V_{r_{tot}}} = \left[\sum_{i}^{nb_c^*} \frac{10^{n_i/1000}}{10^6} \times r_i \times 10^{x_i} \right] \times N \tag{3.16}$$

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

31 mars 2011

J'ai voulu faire un diagramme H-R de NGC6809 avec les données simulées : je n'ai que 29 points ! Logique puisque Paola DiMatteo n'a simulé que 29 classes de masse de 0.1 à 20 $M_\odot$. Pour augmenter le nombre de points, j'ai pris chaque classe de masse, et ai remplacé la masse par un nombre aléatoire (une fonction random uniforme : autant de chances de tomber sur une valeur x que sur une valeur y, contenues entre deux bornes) entre m-0.05 et m+0.05 pour les classes de masse entre $0.3M_\odot$ et $0.9M_\odot$ et entre m-0.5 et m+0.5 pour les masses plus élevées. J'ai dû ajuster les bornes pour $1M_\odot$, $0.1M_\odot$ et $0.2M_\odot$. La fonction random uniform de python donne des nombres avec 8 chiffres après la virgule.

Pour utiliser des masses individuelles au lieu des classes de masse, j'ai dû modifier la partie de mon programme concernant la sélection des isochrones :
Je sélectionne d'abord les lignes d'isochrones calculées pour l'âge le plus proche de celui de l'amas. Ensuite je prends la première ligne pour laquelle la différence entre la masse de l'étoile et la masse sur la ligne est inférieure à $0.01M_\odot$ (Il se peut que deux lignes satisfasse la condition, et dans ces cas je prend la première, les lignes sont classées par masse croissante dans le fichier d'isochrones). Enfin, une fois la ligne sélectionnée, je lis les paramètres stellaires et les affecte à l'étoile. Si aucune ligne ne satisfait la condition sur la masse de l'étoile, cela veut dire qu'il n'y a pas d'étoile de cette masse qui soit aussi vieille que l'âge de l'amas : donc il s'agit d'une étoile qui a disparu. Cela se produit pour les étoiles massives ($> 0.9M_\odot$ pour NGC6809, mais ça varie légèrement avec l'amas, car ils n'ont pas tous le même âge). Je mets un 0 dans la dernière colonne du catalogue d'étoiles de l'amas simulé dans ce cas, sinon je mets 1.

Pour les étoiles qui ont disparu :
Naines blanches
Selon Luc DiGallo, les étoiles ayant une masse $> 8M_\odot$ deviennent des étoiles à neutrons ou des trous noirs plutôt que des naines blanches. Pour les étoiles de plus faible masse qui ont disparu, j'ai regardé quelle masse devait avoir la naine blanche qui en résulte. Frédéric Arenou me donne l'article Catalan et al. 2009, où on donne deux relations Masse initiale (étoile) - Masse finale (naine blanche), pour des étoiles avec M_{ini} au-dessous et au-dessus de $2.7M_\odot$. Je les rappelle dans cet ordre :

$$M_{fin} = 0.096M_{fin} + 0.429 \tag{3.17}$$
$$M_{fin} = 0.137M_{fin} + 0.318 \tag{3.18}$$

Je cherche une relation L(masse,age) pour les naines blanches. (c'est le refroidissement des naines blanches, avec une luminosité initiale plus ou moins grande selon à la masse de la naine blanche je suppose)

Etoiles à Neutrons
Luc DiGallo me dit que l'on ne sait pas bien encore quelle doit être la masse d'une étoile à neutron selon la masse de l'étoile qui est morte en supernova, et qu'on ne sait pas vraiment dans quel cas elle devient une étoile à neutron et dans quel cas elle devient un trou noir. Par contre on comprend mieux le refroidissement de ces étoiles et donc il me dit qu'on peut trouver une relation L(masse,age).

1 avril 2011

J'ai trouvé le problème concernant mon diagramme H-R ! Je n'avais pas mis la colonne MB dans l'amas simulé, mais je la lisais quand même. Du coup je faisais du U-V sans le savoir. C'est corrigé : j'ai ajouté les colonnes MB et MR dans le modèle.
Pour que le diagramme simulé et le diagramme observé se ressemblent, j'ai dû ajouter l'extinction aux magnitudes dérougies de la simulation : 1) pour le B-V : Dans Lanzoni et al. 2007c, on donne $E(B-V) = 0.07$. Donc $B - V = B - V_0 + 0.07$.
2) Je passe de MV à V avec le module de distance, en considérant que toutes les étoiles sont à la même distance du Soleil ($d_\odot >> r_{amas}$). On a $E(B-V) = A_B - A_V \approx A_V/R$. R est le rougissement, et la valeur moyenne sur le ciel est de 3.1. Donc $A_V \approx 3.1 * 0.07$. Après ces ajustements, les deux diagrammes H-R sont équivalents (*figures* 3.1 et 3.2).

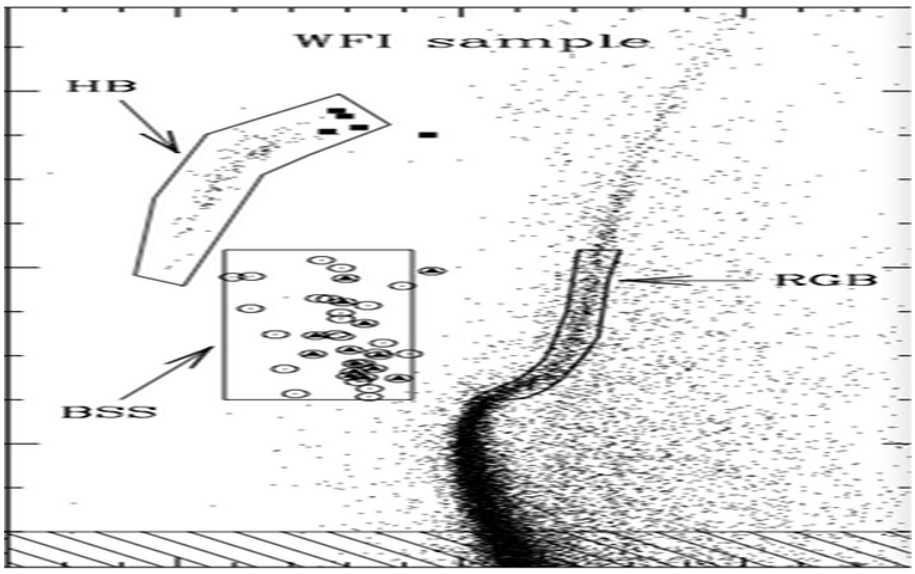


FIGURE 3.1 – Diagramme H-R observé de NGC6809 (Lanzoni et al. 2007c)

On voit que l'on n'a pas simulé la branche HB. Les blue stragglers non plus, mais ça c'est logique, car ils ne sont pas issus de la distribution de masse, mais de fusion d'étoiles. Le modèle de Paola Di-Matteo ne prend pas en compte les fusions d'étoiles. Je vais donc ajouter ces deux ensembles d'étoiles de façon ad-hoc. J'ai besoin pour ça :
- de la proportion d'étoiles HB par rapport aux étoiles de la séquence principale plus la branche des géantes.
- de la proportion d'étoiles BS par rapport aux étoiles de la séquence principale plus la branche des géantes, ou par rapport aux étoiles HB.
- de quelques températures, tailles, magnitudes absolues typiques de ces étoiles. (5 ou 6, pour avoir une distribution de couleurs réaliste)
- de la distribution spatiale des étoiles HB et des étoiles BS.
L'article Dalessandro et al. 2008 donne la distribution radiale du rapport N_{BS}/N_{HB} pour quelques amas (*figure* 3.3). Je vais prendre une distribution simplifiée de 47 Tuc pour tous les amas :

r/r_c	N_{BS}/N_{HB}
0.25	0.4
0.5	0.25
1	0.15
> 1	0.1

Reste à trouver N_{HB}/N_{MS+RGB}. Dans Di Cecco 2009, on donne les rapports théoriques : $N_{HB}/N_{MS} = 0.10$, $N_{HB}/N_{RGB} = 0.18$, et $N_{RGB}/N_{MS} = 0.57$ pour M92, ce qui donne : $N_{HB}/N_{MS+RGB} = 0.064$. D'après leurs mesures, le nombre d'étoiles HB varie suffisamment peu avec la distance pour que dans le cas de RTIGE, on prenne une distribution uniforme (*figure* 3.4).

Magnitudes absolues et couleurs des étoiles HB :
Pour différents Z, pour $Y \approx 0.22$ et pour un âge de 13Gyr, Lee et al. 1994 donne M_V et $(B-V)_0$ pour les étoiles HB d'amas globulaires (*figure* 3.5). La position de la branche varie aussi avec l'âge, mais peu entre 11 et 13Gyr, âges des amas globulaires.

Le tableau ci-dessous donne les Z pour les 5 amas que l'on a simulé, et les branches HB simulées par Lee et al. 1994 que je leur attribue, ainsi que les Z choisis pour les simuler. :

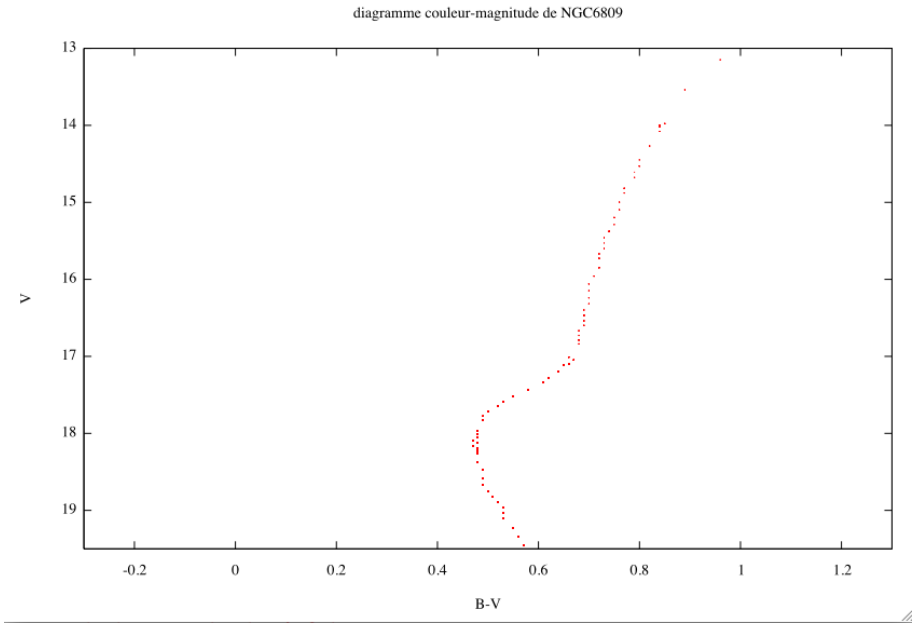


FIGURE 3.2 – Diagramme H-R simulé de NGC6809

ID	Z	branche HB	Z simu
NGC104	0.00236	(b)	0.002
NGC6205	0.00039	(d)	0.0004
NGC6656	0.00031	(d)	0.0004
NGC6809	0.00021	(e)	0.0001
NGC7078	0.00008	(e)	0.0001

4 avril 2011

Je cherche la position sur un diagramme HR des blue stragglers. Dans Lanzoni et al. 2007 a et b, un diagramme V / B-V a été fait pour les amas globulaires M5 et NGC1904 respectivement, avec le HST (*figures* 3.6 et 3.7).

Si j'ai $N_{HB}/N_{MS+RGB} = 0.064$, alors j'ai $N_{BS}/N_{MS+RGB} = 0.064 \times N_{BS}/N_{HB}$ et :

r/r_c	N_{BS}/N_{MS+RGB}
0.25	0.026
0.5	0.016
1	0.009
> 1	0.006

Méthode de simulation des étoiles HB et BS

Etoiles HB :

- 1) Relever 3 couples $(V, (B-V)_0)$ typiques pour les HB dans Lee et al. 1994 et convertir en absolu dérougi.
- 2) Faire l'étape 1) pour l'une des 3 métallicités choisies dans Lee et al. 1994 selon l'amas simulé.
- 3) Créer un tableau de taille $N_{HB} = 0.064 \times N_{MS+RGB}$.
- 4) Tirer aléatoirement des positions dans une distribution uniforme dans une sphère de rayon R_t.
- 5) Donner à 1/3 de ces étoiles le couple $(M_V, M_B)_1$, obtenu au point 1), idem pour les deux autres couples.
- 6) En considérant ces étoiles comme des corps noir, retrouver les autres paramètres stellaires.

Etoiles BS :

- 7) Relever 3 couples $(V, (B-V))$ typiques pour les BS dans Lanzoni 2007b et convertir en absolu dérougi.
- 8) Créer quatre tableaux de taille $N_{BS_1} = 0.026 \times N_{MS+RGB}$, $N_{BS_2} = 0.016 \times N_{MS+RGB}$, $N_{BS_3} = 0.009 \times N_{MS+RGB}$ et $N_{BS_4} = 0.006 \times N_{MS+RGB}$.

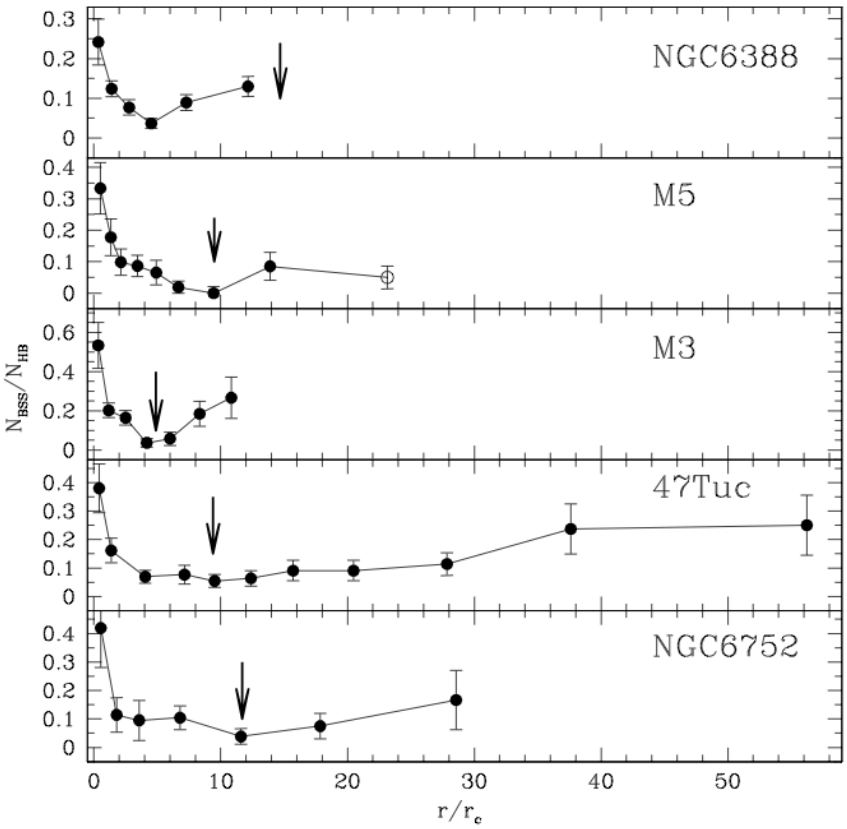


FIGURE 3.3 – Distribution radiale du rapport N_{BS}/N_{HB} pour quelques amas (Dalessandro et al. 2008).

- 9) Tirer aléatoirement des positions dans une distribution uniforme dans : une sphère de rayon $0.25r_c$; une coquille de rayons $0.25r_c$ et $0.5r_c$; une coquille de rayons $0.5r_c$ et r_c ; une coquille de rayons r_c et r_t.
- 10) Pour chaque ensemble, donner à 1/3 des étoiles le couple $(M_V, M_B)_1$, obtenu au point 6), idem pour les deux autres couples.
- 11) Fusionner les 4 tableaux.
- 12) En considérant ces étoiles comme des corps noir, retrouver les autres paramètres stellaires.

Enfin, il faut ajouter ces nouvelles lignes au catalogue de l'amas simulé.

7 avril 2011

J'ai réussi à simuler un histogramme de masses d'étoiles plus détaillé que celui donné par la simulation de Paola, à partir de ce dernier, en approximant la distribution par des droites entre deux valeurs de masse. Le pas de ce nouvel histogramme est de $0.01M_\odot$, au lieu de 0.1 et $1M_\odot$, que l'on avait avant.

Etoiles HB :

Pour chaque modèle choisi de branche HB, j'ai relevé 3 couples $((B-V)_0, M_V)$ qui rendent comptent de façon réaliste la forme de la branche :

ID	Z	branche HB	Z simu	$((B-V)_0, M_V)$ (1)	$((B-V)_0, M_V)$ (2)	$((B-V)_0, M_V)$ (3)
NGC104	0.00236	(b)	0.002	(0.2, 0.8)	(0.4, 0.8)	(0.6, 0.6)
NGC6205	0.00039	(d)	0.0004	(-0.05, 1.4)	(0.0, 1.0)	(0.1, 0.8)
NGC6656	0.00031	(d)	0.0004	(-0.05, 1.4)	(0.0, 1.0)	(0.1, 0.8)
NGC6809	0.00021	(e)	0.0001	(-0.15, 2.0)	(-0.1, 1.6)	(0.0, 0.8)
NGC7078	0.00008	(e)	0.0001	(-0.15, 2.0)	(-0.1, 1.6)	(0.0, 0.8)

On peut écrire aussi :

Table 1. Star count ratios between HB, MS and RGB stars located at increasing radial distances. In the last line we list the theoretical predictions for the same values.

Distance	*HB/MS*	*HB/RGB*	*RGB/MS*
$r < 0.5'$	0.13 ± 0.02	0.22 ± 0.02	0.62 ± 0.04
$0.5' < r < 1.2'$	0.11 ± 0.01	0.20 ± 0.02	0.54 ± 0.03
$1.2' < r < 3.6'$	0.11 ± 0.01	0.22 ± 0.03	0.49 ± 0.03
$r > 3.6'$	0.12 ± 0.01	0.21 ± 0.03	0.57 ± 0.04
Theory	0.10 ± 0.06	0.18 ± 0.01	0.57 ± 0.02

FIGURE 3.4 – (Di Cecco 2009).

ID	Z	branche HB	Z simu	(M_B, M_V) (1)	(M_B, M_V) (2)	(M_B, M_V) (3)
NGC104	0.00236	(b)	0.002	(1.0, 0.8)	(1.2, 0.8)	(1.2, 0.6)
NGC6205	0.00039	(d)	0.0004	(1.35, 1.4)	(1.0, 1.0)	(0.9, 0.8)
NGC6656	0.00031	(d)	0.0004	(1.35, 1.4)	(1.0, 1.0)	(0.9, 0.8)
NGC6809	0.00021	(e)	0.0001	(1.85, 2.0)	(1.7, 1.6)	(0.8, 0.8)
NGC7078	0.00008	(e)	0.0001	(1.85, 2.0)	(1.7, 1.6)	(0.8, 0.8)

Etoiles BS :
Je vais prendre comme référence l'amas NGC1904 utilisé par Lanzoni et al. 2007b.
Je relève trois couples $(B-V, m_V)$: (0.15, 17.5), (0.15, 18.25), (0.25, 18.5).
Je dois dérougir ces couleurs et magnitudes.
1) Dans Lanzoni et al. 2007b, on donne $E(B-V) = 0.01$ dans la direction de NGC1904. Donc $B - V = B - V_0 + 0.01$.
2) Je passe de MV à V avec le module de distance, en considérant que toutes les étoiles sont à la même distance du Soleil ($d_\odot >> r_{amas}$).Pour NGC 1904, $d_\odot = 12600$ pc. On a $E(B-V) = A_B - A_V \approx A_V/R$. R est le rougissement, et la valeur moyenne sur le ciel est de 3.1. Donc $A_V \approx 3.1 * 0.01$.
On a donc les points : $((B-V)_0, M_V)$: (0.16,1.97), (0.16,2.72), (0.26,2.97).
On peut écrire aussi : (M_B, M_V) : (2.13,1.97), (2.88,2.72), (3.23,2.97).

8 avril 2011
Programmation. masses : ok
HB : ok

11 avril 2011
Mauvaise méthode pour les BS. Voici la bonne :
1) approximer la distribution radiale de N_{BS}/N_{HB} pour 47Tuc par des droites entre les points :

r/r_c	N_{BS}/N_{HB}
0.25	0.4
0.5	0.25
1	0.15
2	0.1

Au-delà de $r = 2r_c$, on prend un N_{BS}/N_{HB} constant de 0.1.
2) Ecrire un vecteur contenant des tailles de bin de $0.1r_c$ pour $r < r_c$, et de $0.5r_c$ pour $r \geqslant r_c$.
3) Pour tous les bins (anneaux), calculer N_{HB} à partir du N_{HB} de tout l'amas (de rayon R_T). 4) Prendre un r moyen pour chaque bin.
5) Calculer N_{BS}/N_{HB} pour chacune de ces valeurs de r avec les équations des droites du 1).
6) Calculer N_{BS} pour chaque bin.

7) Tirer uniformément N_{BS} valeurs de x,y,z pour les étoiles BS par bin, en mettant une condition sur le rayon.

12 avril 2011

Programmation et tests.

13 avril 2011

Les tirages aléatoires d'étoiles fonctionnent. J'ai fait tourner le code sur Aquilon.
Les couples couleur-magnitude des étoiles BS et HB sont introuvables dans les fichiers d'isochrones, pour l'âge de l'amas : elles n'ont pas le même âge que les autres étoiles de l'amas : Les BS se sont formées après coup par collision. Du coup je dois aller chercher les paramètres stellaires ailleurs. Je vais prendre des valeurs moyennes.
Pour les BS, l'article Alison et al. 2009 donne une masse entre 0.78 et 1.58 $M_{\odot}$. Je prends donc une masse moyenne de 1.2 $M_{\odot}$.
La luminosité je peux l'avoir à partir du M_V. et une correction bolométrique.
La température je peux l'avoir à partir du $(B-V)_0$.
Le rayon, je peux l'avoir à partir de la température et de la luminosité.
Le logG, je peux l'avoir à partir du rayon et de la masse.
Je ne sais pas comment avoir les magnitudes URJHK.

14 avril 2011

Dans Valcarce et al 2008, on donne une distribution bimodale de masses pour les étoiles HB de l'amas M3. Les deux pics pointent autour de 0.63 et 0.68 $M_{\odot}$ Pour simplifier je vais choisir une masse de 0.65 $M_{\odot}$.

Paramètres stellaires (autres que la masse) : Je les prends dans Allen Astrophysical quantities.
Etoiles BS :
Je peux considérer qu'elles sont sur la séquence principale. J'avais choisi les couleurs : ($(B-V)_0$=0.16, 0.16 et 0.26. D'après le tableau 15.7 de Allen, cela correspond à T_e ≈8200, 8200 et 7500 K, et à BC_V ≈-0.15, -0.15,-0.1.
COULEURS RGB : resp (224,231,255) (224,231,255) (235,238,255) (à partir de la température)
LUMINOSITE : J'ai $\log L/L_{\odot}$ avec l'équation :

$$\log\left(L/L_{\odot}\right) = \frac{2}{5}(M_{bol_{\odot}} - M_V - BC_V) \tag{3.19}$$

On a $M_{bol_{\odot}}$ = 4.74 et M_V= resp 1.97, 2.72 et 2.97 donc :
$\log L/L_{\odot}$= resp 1.1680,0.8680,0.7480

Etoiles HB :
Je considère qu'elles sont sur la séquence principale (même si c'est faux : on veut une idée de la couleur et de la luminosité. Il n'est pas nécessaire de compliquer plus car ces étoiles sont peu nombreuses par rapport aux MS et RGB, sauf lorsqu'on voudra regarder l'un de ces objets en particulier.). NGC104 : $(B-V)_0$=0.2, 0.4 et 0.6
Ce qui correspond d'après Allen à :
T_e ≈7700, 6800, 5800 K
BC_V ≈-0.12,-0.12,-0.19

COULEURS RGB : resp (231,236,255) (249,246,255) (255,240,233) (à partir de la température)

On a aussi :
M_V=0.8, 0.8 et 0.6 : les luminosités sont calculées dans le programme.

NGC6205 et NGC6656 :
$(B-V)_0$=-0.05, 0.0 et 0.1
Ce qui correspond d'après Allen à :
T_e ≈10000,9500,8500 K

BC_V ≈-0.50,-0.25,-0.18

COULEURS RGB : (204,219,255) (208,222,255) (220,229,255) (à partir de la température)
M_V=1.4, 1.0 et 0.8 : les luminosités sont calculées dans le programme.

NGC6809 et NGC7078 :
$((B-V)_0$=-0.15, -0.1 et 0.0
Ce qui correspond d'après Allen à :
T_e ≈14000,11000,9500 K
BC_V ≈-1.20,-0.75,-0.25

COULEURS RGB : resp (182,206,255) (196,215,255) (208,222,255) (à partir de la température)
M_V=2.0, 1.6 et 0.8 : les luminosités sont calculées dans le programme.

Attention : Dans Allen, quand je prend un B-V semblable aux B-V obtenus pour les HB ou les BS, je ne lis pas du tout la même valeur pour M_V ou M_B que celles attendues.

18 avril 2011

J'ai fini d'ajouter les étoiles HB et BS. Il reste juste les vitesses et les magnitudes absolues dans les bandes URIJHK à ajouter pour ces étoiles. Ensuite je dois ajouter les types spectraux de toutes les étoiles, et obtenir les paramètres stellaires des naines blanches et des étoiles à neutrons.
Voilà une image de M55 avec des étoiles bleues (*figure* 3.8) ! (le contraste a été retouché avec GIMP).

Vitesses :

D'après les travaux cités plus haut, les étoiles HB ont une masse entre 0.6 et 0.7 $M_\odot$, et les étoiles BS ont une masse entre 0.78 et 1.58 $M_\odot$. Dans les étoiles de la séquence principale et de la branche RGB, qui n'ont pas disparu au bout de l'âge de l'amas, je regarde quelles sont les vitesses des étoiles dans ces deux intervalles de masse. Je vérifie que l'histogramme des valeurs est le même dans les 3 directions. La *figure* 3.9 montre ces histogrammes pour vy :

L'unité est 65.64 $km.s^{-1}$. Je remarque que la dispersion des valeurs est similaire pour les deux types d'étoiles. L'écart type est de ≈ 0.056 dans les deux cas, et la moyenne est approximativement 0 (-0.0006 pour HB et -0.002 pour BS). Je vais donc pour les deux types d'étoiles tirer des valeurs de vitesse dans les trois directions selon une loi normale de moyenne 0, et d'écart type 0.056×65.64 $km.s^{-1}$.
Distribution de vitesse codée, et fonctionne.

Je m'intéresse maintenant aux naines blanches.
Chabrier et al. 2000 donne des lois de refroidissement pour diverses masses, et une loi masse température.

19 avril 2011

Les lois de refroidissement donnent la luminosité ou la magnitude bolométrique en fonction de l'âge de la naine blanche, *depuis l'entrée de l'étoile en phase naine blanche*. Il faut donc connaître la durée de vie de l'étoile progénitrice située à l'état initial de l'amas sur la séquence principale (en fonction de la masse initiale), pour savoir quel âge a la naine blanche étudiée.

Pour cela j'utilise les chemins évolutifs de Girardi : Ils sont donnés pour différentes métallicités et Y (site YZVAR). Les couples Z, Y qui s'approchent le plus de ceux des 5 amas simulés sont : 0.0001,0.26 ; 0.0004,0.26 ; et 0.002,0.26. Ce sont les mêmes métallicités que celles que j'ai utilisé pour le choix des couleurs et magnitudes des étoiles de la branche HB (voir 7 avril 2011). Je vais donc prendre Z=0.0001 pour NGC6809 et NGC7078 ; Z=0.0004 pour NGC6205 et NGC6656 ; et Z=0.002 pour NGC104.
La seule chose dont j'ai besoin dans ces fichiers est l'âge indiqué à la dernière ligne, soit l'âge de l'étoile lorsqu'elle est au sommet de la branche RGB. Je néglige l'étape AGB (très courte, surtout pour les étoiles lourdes), car le refroidissement d'une naine blanche varie peu en quelques dizaines ou centaines de Myr.
Je récupère cet âge pour toutes les étoiles (de la séquence principale initiale) ayant une masse entre

≈ 0.8 et 8 $M_\odot$, soit les étoiles qui ont disparu et sont devenues naines blanches. Selon l'âge de l'amas, la masse minimale est plus ou moins grande que $0.8M_\odot$. Les étoiles plus grosses sont devenues étoiles à neutrons et trous noirs, je m'en occuperai plus tard car elles ne participent pas à la luminosité ou à la couleur de l'amas.
Enfin je trouve les paramètres stellaires dans Chabrier et al. 2000.

20 avril 2011

Naines blanches intégrées au catalogue. J'ai gardé les vitesses des étoiles progénitrices. Je ne trouve pas de magnitude en bande U dans Chabrier et al. 2000. J'ai laissé 0.

Il reste à faire :
- Magnitudes absolues en bande URIJHK pour les étoiles HB et BS
- Magnitude absolue en bande U pour les WD
- Types spectraux de toutes les étoiles
- Paramètres stellaires les étoiles à neutrons.
- Faire un diagramme HR de l'amas.

En attendant, je fais une image (*figure* 3.10). Ca fonctionne, mais comme on pouvait s'y attendre, il est difficile de savoir où sont les naines blanches, car faibles.

Je m'occupe des magnitudes : je regarde dans Allen, dans les pages "normal stars". Hum, je ne peux pas voir ainsi les magnitudes en bande J,H et K, seulement U, R et I.

21 avril 2011

Je suis en train de faire les 5 catalogues
Je mets à jour la partie "doc" de ce pdf.

11 mai 2011

J'ai trouvé des erreurs dans le code :
1) Remplacé le test '==' pour l'amplification des classes de masses au début de la fonction buildclustercatalogue par un dist=abs(machin-M1) et un test "if dist¡ 0.01". Quand M1 valait 0.9, python avait 0.9000000000002 en mémoire et du coup ce n'était pas "=="....
2) J'avais mis le même nom de variable pour le rayon des étoiles et la couleur R.
3) Dans proj3D_color, j'ai corrigé la gestion des couleurs : il fallait utiliser les couleurs normalisées pour obtenir les 3 niveaux de l'image. r=R(R+G+B) ; g=G/(R+G+B) ; b=B/(R+G+B) ; et non les couleurs RGB. Dans le catalogue je mets donc maintenant les couleurs normalisées.

Tout est corrigé. Je dois refaire les catalogues et envoyer la nouvelle version à Mikaël.

24 mai 2011

Une réunion à l'INRIA a eu lieu le 23 mai.
Il en ressort que l'INRIA et RSAcosmos veulent des équations, algorithme, procédures, plutôt que des catalogues simulés. Je dois repenser le contenu que j'ai développé jusque là. Ce nouveau format est expliqué par ce document.

31 mai 2011

Je n'avais pas mis à jour le journal de bord sur l'amplification des classes de masse. La méthode avait été changée depuis le 31 mars (la première méthode était fausse). Voici ma nouvelle méthode :

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. La taille des classes de masse est au départ de $0.1M_\odot$ pour $M < 1M_\odot$, et de $1M_\odot$ pour $M > 1M_\odot$. 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) A 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) A chaque itération, noter dans quelle boîte de taille $0.01M_\odot$ entre M_{c_i} et $M_{c_{i+1}}$ se situe la valeur de masse tirée.
6) Quand une des boîte 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 une valeur à nouveau. 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 $20M_\odot$ par pas de $0.01M_\odot$.

10 juin 2011
D'après échanges de mails avec Mikaël Lemercier, il s'avère que le format envoyé ne correspond pas à ce qui est nécessaire. Nouvelle idée :
"Sinon voilà ce qu'on peut faire :
Cependant, pour les calculer soi-même, il faut :
1) utiliser les isochrones pour construire une loi masse(luminosité) et une loi masse(température). =¿ ça c'est fait et fixé au départ, je les fournirai.
La suite sera à faire par vous pour chaque étoile :
2) calculer le rayon stellaire à partir de L et Te.
3) calculer les luminosités L dans différentes bandes à partir du corps noir.
4) calculer les magnitudes absolues à partir des luminosités.
5) calculer les types spectraux en fonction des magnitudes absolues.

Ces relations dépendent de l'âge et la métallicité de l'amas : il faut prévoir un bon nombre de relations pour être capable de simuler tous les cas, en particulier lorsqu'on voudra remonter le temps dans la simulation. Il faut utiliser des isochrones différentes selon l'âge et la metallicité.

Pour les étoiles mortes, pour un âge d'amas donné, lors de la construction des relations m(L) et m(Te), je peux donner la masse maximale des étoiles "vivantes" : toutes les étoiles plus massives sont devenues des naines blanches et des étoiles à neutrons. Je donnerai des formules pour récupérer leurs paramètres.

Dans les amas globulaires il y a aussi des étoiles de la branche horizontale et des trainards bleus, qu'il faudra ajouter "à la main" (voir pdf)

A priori cette méthode pourrait être aussi utilisée n'importe où où il y a des étoiles à simuler."

Je peux écrire un code qui calcule les relations $m(L)$ et $m(Te)$ si on lui donne l'âge, la métallicité de l'amas, et le fichier d'isochrone correspondant à cette métallicité, et le faire tourner pour un grand nombre de cas, afin de construire une base de données de relations.

21 juin 2011
Nous avons finalement décidé d'utiliser directement les fichiers d'isochrones, en y ajoutant le maximum de données précalculées possibles. J'ai suivi le même principe pour les naines blanches, les étoiles de la branche horizontale et les traînards bleus. Il n'y a maintenant plus que des tables à lire, et il n'y a plus besoin de faire des calculs scientifiques à la volée.

J'ai ajouté les types spectraux de toutes les étoiles, y-compris les naines blanches.

Dans les fichiers de l'archive se trouvaient deux colonnes vides : classe spectrale et classe de luminosité. Elles sont maintenant remplies.
Attention : j'ai ajouté ces deux colonnes pour les fichiers "WD_evol_path".

Je détermine le type spectral à partir d'une table calculée par Frédéric Arenou qui le donne pour un couple $((B-V)_0, M_V)$ donné.

Pour certaines étoiles, il y a '?' en guise de classe spectrale ou de classe de luminosité. Il s'agit d'étoiles pour lesquelles la classe spectrale ou la classe de luminosité n'a pas pu être déterminée avec la méthode utilisée.

Pour certaines étoiles, il y a plusieurs classes séparées par des '/'. Il s'agit d'étoiles pour lesquelles il n'a pas été possible de trancher entre plusieurs types spectraux avec la méthode utilisée.
Exemple : classe spectrale 'G2.5/G2.5/G2' et classe de luminosité '?/V/V-VI' . Cela indique que l'étoile peut avoir un type spectral 'G2.5 ?', 'G2.5V' ou 'G2V-VI'.

Pour écrire les fichiers de type "isochrones" et "massmax", il faut utiliser le programme "RTIGE_GC_isochrones.
Pour écrire les fichiers de type "turn-off_ages" et "WD_evol_path", il faut utiliser le programme "RTIGE_GC_evolutionary_paths.py".
Pour écrire les fichiers de type "HB_params" et "BS_params", il faut utiliser le programme "RTIGE_GC_HBandBS.p

21 juillet 2011
Paola m'a envoyé le 27 juin ses résultats de simulation pour les amas globulaires. Je peux maintenant décrire une méthode de simulation de distribution de masse et de position. Voici le mail de Paola :

"pour les amas globulaires :
je suis en train de tout mettre dans
http ://aramis.obspm.fr/ paola/yannick/globulars/
pour chaque amas, tu trouveras :
- un fichier multiparam avec :
col 1 : id de la classe de masse
col 2 : # de particules pour cette classe. c'est un reel, donc il faut arrondir
col 5 : la masse d'une etoile dans cette classe
- un fichier multidens avec :
col 1 : id de la classe de masse
col 3 : rayon
col 4 : densite de volume, a moins d'un facteur moltiplicatif

concretement, pour generer les positions x,y,z de chaque classe, il faut regarder la masse d'une particule dans cette classe (col 5, fichier multiparam) et generer un nombre de particules = col 2 du fichier multiparam qui suivent la distribution de densite volumique donnee par rho(r), avec r = col3 du fichier multidens et rho=col4 du fichier multidens

si tu es curieux de voir comment la densite de chaque classe est faite, regarde le papier http ://iopscience.iop.org/
3881/129/4/1906/ appendice B, formules B4-B7

typiquement un morceau de code qui genere les positions est fait comme ça (en fortran)

```
98 continue

rint=ran2(iseed1)
intero=rint*imax
r2=r(intero)*r(intero)
yy=ran2(iseed1)
```

*yy=yy*rhomax*
*if(yy.le.rho(intero)*r2) then*
*cosfi=ran2(iseed1)*2.-1.*
*sinfi=sqrt(1.-cosfi*cosfi)*
*teta=ran2(iseed1)*2.*pi*
*x=r(intero)*sinfi*cos(teta)*
*y=r(intero)*sinfi*sin(teta)*
*z=r(intero)*cosfi*
else
goto 98
endif

*ou ran2 genere un nombre aleatoire entre 0 et 1, rhomax est le max de la fonction rho(r)*r*r de la classe i (rho(r)*r$\hat{2}$ etant proportionnel au nombre de particules), imax est le nombre de sousdivision du rayon, c'est-a-dire r=r(0)... r(imax)"*

Sur la nature de rho :
"non, elle n'est pas cumulative
c'est simplement rho(r)=dM/dV
*avec dM masse entre r et r*dr et dV le volume de la coquille.*
toutes les fois que tu trouves une masse, elle est en unite de 10$\hat{6}$ Msun, les distances en unite de pc."

rho est donc en $10^6 M_\odot.pc^{-3}$.
La *figure* 3.11 montre un exemple de fonction rho, pour la classe de masse associée à une masse de $0.7 M_\odot$.
Voilà comment je vais procéder :

Première méthode :

$$\rho(r) = dM/dV \tag{3.20}$$

avec dM la masse entre r et $r + dr$ et dV le volume de la coquille de rayons r et $r + dr$.
Je cherche dM pour chaque coquille et pour chaque classe de masse, afin de savoir combien mettre d'étoiles d'une classe de masse donnée dans une coquille donnée.
En pratique : j'ai des valeurs de r de 0 à 25.4 espacées d'environ 0.02 pc.
Si r_i et r_{i+1} sont des valeurs de r consécutives, pour calculer M_i entre r_i et r_{i+1} :

$$M_i = \frac{4}{3}\pi\rho(r_i) \times (r_{i+1}^3 - r_i^3) \tag{3.21}$$

Pour chaque classe de masse, la masse est la même pour toutes étoiles de la classe. Je peux donc simplement diviser M_i par la masse associée à la classe de masse M_{classe} pour avoir le nombre d'étoiles de cette classe de masse dans la coquille N_i :

$$N_i = \frac{4}{3}\pi\rho(r_i) \times (r_{i+1}^3 - r_i^3) \times \frac{1}{M_{classe}} \tag{3.22}$$

Il faut ensuite tirer de façon uniforme des étoiles dans la coquille (condition sur r).

Une autre solution, pour éviter de tirer des valeurs de x, y, z dans un grand nombre de boîtes :
On peut écrire :

$$dM = 4\pi r^2 \Delta r \rho(r) \tag{3.23}$$

avec $\Delta r = 5 \times 10^{-3} \times r_C$, puis :

$$dN = 4\pi r^2 \Delta r \rho(r) \times \frac{1}{M_{classe}} \tag{3.24}$$

Pour tirer les étoiles :
Boucle while sur le nombre max d'étoiles d'une classe
tirer uniformément R entre 0 et R_{max} (de la classe)
tirer uniformément n entre 0 et dN_{max} (de la classe)
Garder les tirages tant que $n \leqslant dN(R)$ sinon , refaire le tirage.
Pour chaque tirage retenu, sachant que pour un R donné :

$$x = R \sin\phi \cos\theta \tag{3.25}$$
$$y = R \sin\phi \sin\theta \tag{3.26}$$
$$z = R \cos\phi \tag{3.27}$$

tirer ϕ uniformément entre 0 et π et θ entre 0 et 2π puis calculer x, y, z.

22 juillet 2011 :
J'utilise la seconde méthode dans le programme 'test6.py'. Je compare les histogrammes des rayons, pour la classe de masse $0.1M_{\odot}$, entre le cas où je retrouve les positions à partir de la loi de distribution, et le cas où je lis les positions dans le catalogue simulé par Paola elle-même (*figure* 3.12). Mis à part les pics que l'on voit sur la courbe de droite, le résultat est identique, aux fluctuations près. Pour x, ça ne marche pas (*figure* 3.13).

25 juillet 2011 :
Je crée des fichiers "multidens_NGC#.dat" et "multiparam_NGC#.dat" à partir des fichiers reçus de Paola DiMatteo en ne gardant que les colonnes utiles.

26 août 2011 :
J'ai remplacé les fichiers d'isochrones dans le dossier '/Isochrones'. Les anciennes contenaient des informations soit erronées, soient issues de paramètres d'entrée incompris par moi. Les nouveaux sont issus du site : http ://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd_2.3.

23 septembre 2011 :
J'ai fait une erreur d'un facteur 2 pour le calcul de L_V et de $L_{V_{\odot}}$! équations (3.6) et (3.7). J'ai corrigé tous les programmes. Je les ai tous relancés.

28 septembre 2011 :
Je passe les données amas globulaires au nouveau format de données : cubes de diagrammes HR. J'ai fait une copie du programme 'RTIGE_GC_isochrones.py' et l'ai modifié pour qu'il prenne en compte les étoiles mortes comme pour les étoiles de champ. J4ai retéléchargé les isochrones depuis le site CMD, en prenant l'IMF de Salpeter. J'ai crée un programme 'RTIGE_GC_HR_cubes.py'. J'ai refait les fichiers d'isochrones incluant les étoiles mortes, et j'ai lancé le programme pour faire les cubes de diagrammes HR. Quand je regarde les diagrammes HR pour 13 Gyr, je vois la branche horizontale. Il n'est donc pas nécessaire de la rajouter à la main comme je le faisais avant. Voici le principe de la méthode avec le nouveau système de données :

1) Simuler la distribution de masses et positions.
2) Augmenter la résolution en masse.
3) Lire le diagramme HR correspondant à l'âge de l'amas et les cartes de paramètres associées.
4) Repérer les cases non-vides sur le diagramme HR.
5) Chercher la masse de chaque étoile dans les cases de la carte de masse correspondant à des cases non-vides sur le diagramme HR.
6) Associer à chaque étoile le $log10(Te)$, le $log10(L_V)$ et les autres paramètres correspondants à la case trouvée.
7) Ajouter à la main les étoiles BS.

Faire vieillir les étoiles :
Il faut employer la même méthode que pour les étoiles de champ :

1) Lire le diagramme HR correspondant à un âge a_2 différent de l'âge de l'étoile.
2) Lire la carte de masse.
3) Repérer les cases non-vides sur le diagramme HR.
4) Chercher la masse de l'étoile dans les cases de la carte de masse correspondant à des cases non-vides sur le diagramme HR.
5) Associer à chaque étoile le $log10(Te)$, le $log10(L_V)$ et les autres paramètres correspondants à la case trouvée.

4 octobre 2011 :
J'avais fait une erreur pour la normalisation des diagrammes HR dans le code. C'est réparé. J'ai augmenté la précision des valeurs : log10(proportion)*1000. J'ai également mis les fichiers de données en ascii. J'ai modifié les programmes et les relancés.

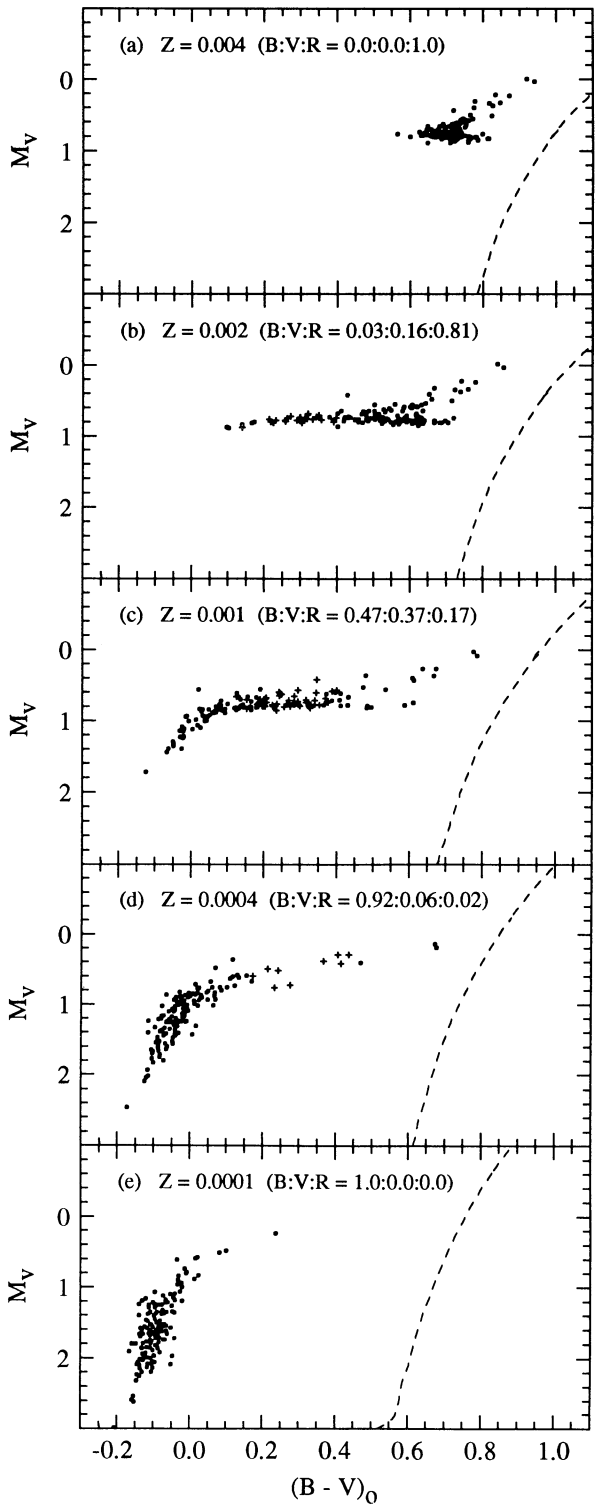


FIG. 1.—(*a–e*) The effect of metallicity on the morphology of the HB. Cluster age (13 Gyr) Y_{HB} (~ 0.22), and ΔM ($0.223\ M_\odot$) are fixed. The loci of the giant branch are from the Revised Yale Isochrones (Green et al. 1987). Observational errors ($\sigma_V \approx 0.02$; $\sigma_{B-V} \approx 0.03$) are included in the HB simulations.

FIGURE 3.5 – (Lee et al. 1994).

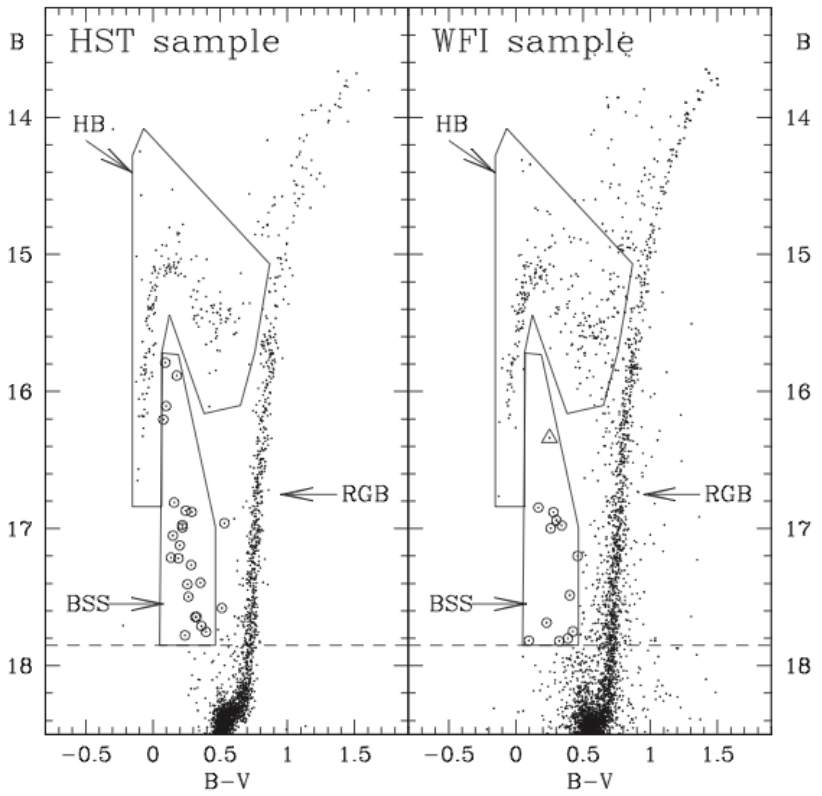


FIG. 6.—CMD of the optical *HST* WFPC2 and WFI samples. The adopted BSS and HB selection boxes are shown, and all the BSSs identified in these samples are marked with the open circles. The two BSSs not included in the box in the left-hand panel lie well within the selection box in the UV plane and are therefore considered as fiducial BSSs. The open triangle in the right-hand panel corresponds to the BSS identified beyond the cluster tidal radius, at $r \simeq 24'$.

FIGURE 3.6 – (Lanzoni et al. 2007a).

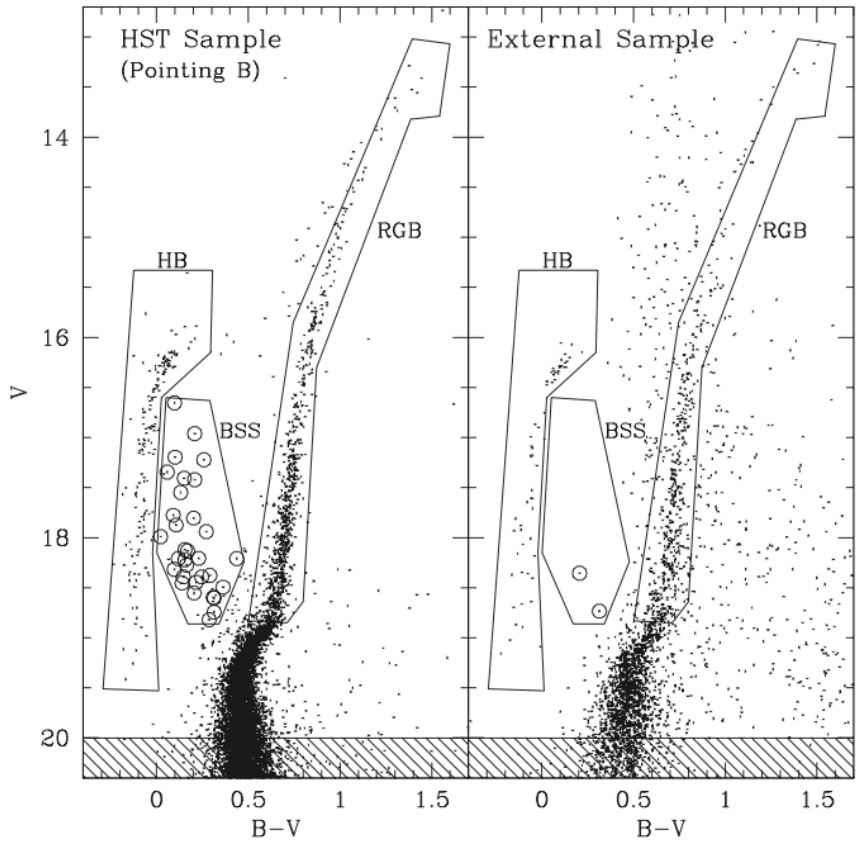


FIG. 3.—($V, B-V$) CMDs of the *HST* (pointing B) and External samples. The hatched regions ($V \geq 20$) indicate the stars not used to derive the cluster surface density profile. The adopted BSS and HB selection boxes are shown, and all the identified BSSs are marked with open circles.

FIGURE 3.7 – (Lanzoni et al 2007b).

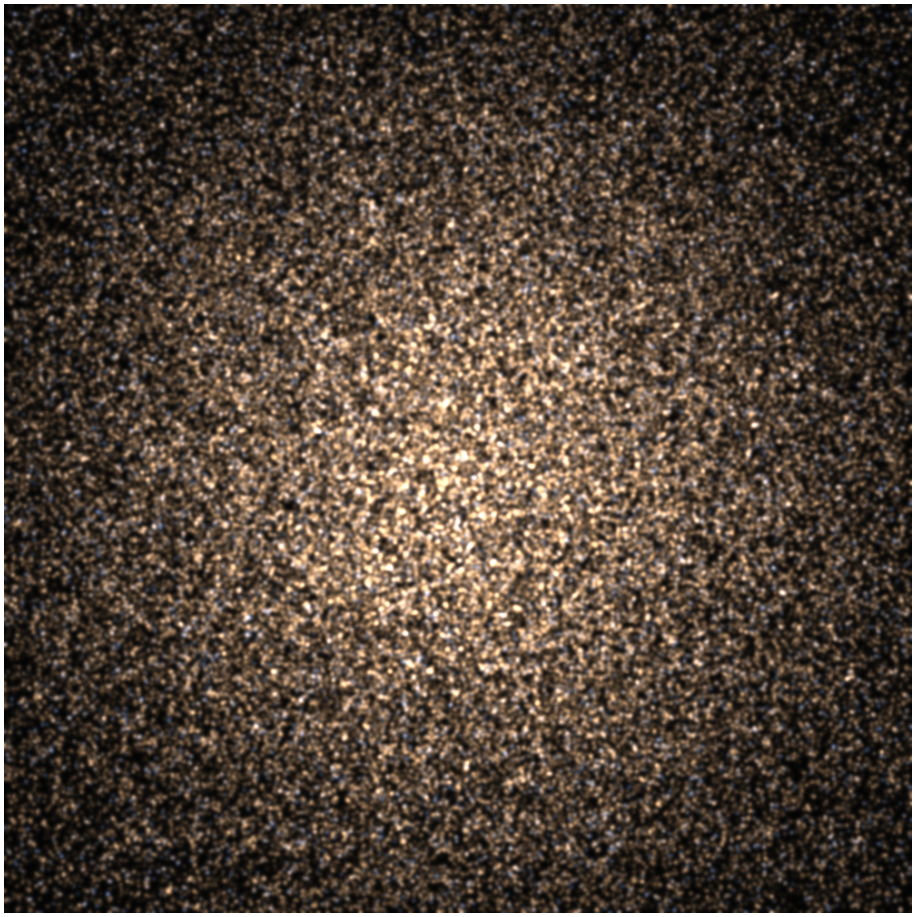


FIGURE 3.8 – NGC6809 avec les étoiles HB et BS.

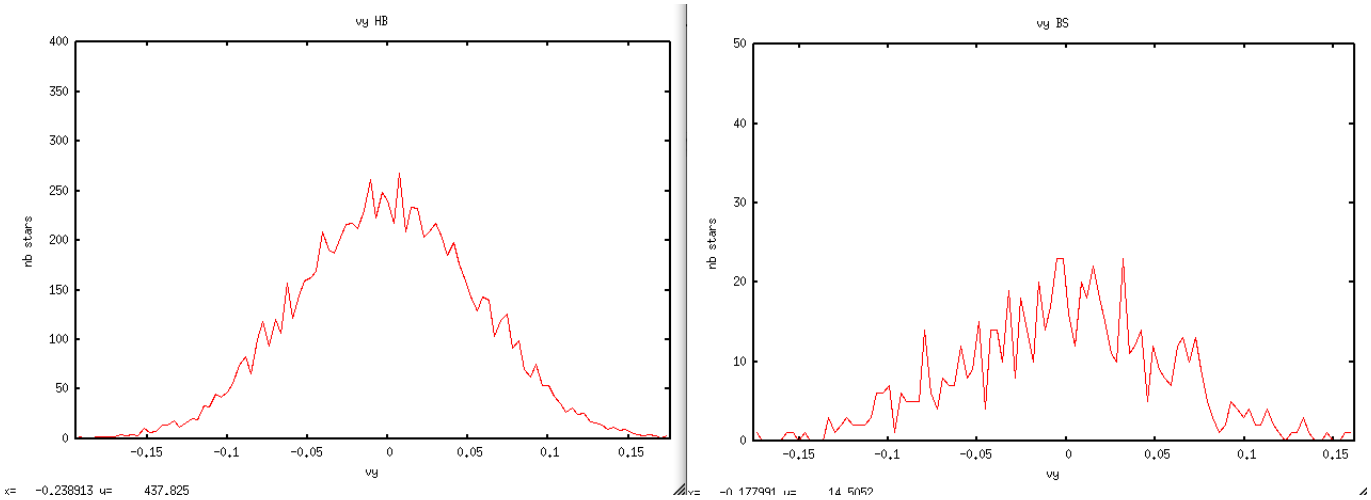


FIGURE 3.9 – vy avec les étoiles HB et BS.

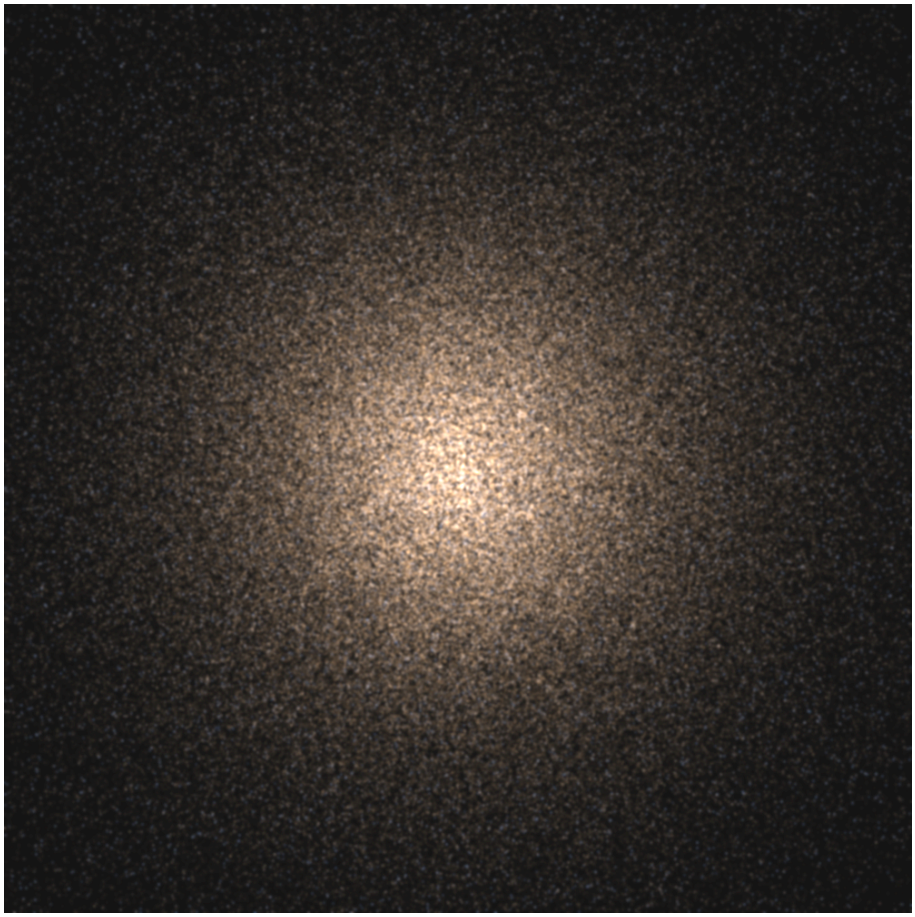


FIGURE 3.10 – NGC6809 avec les étoiles HB, BS et les WD.

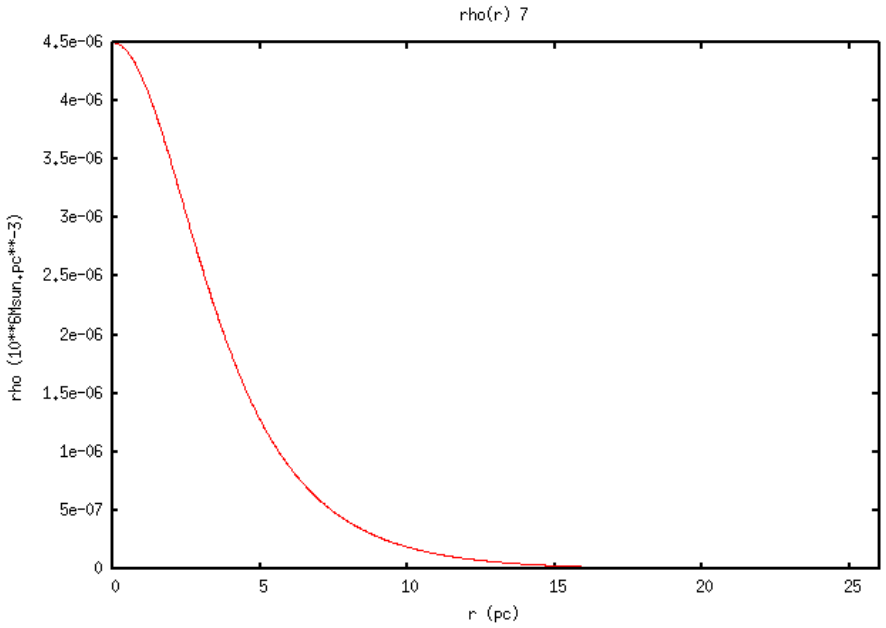


FIGURE 3.11 – exemple de fonction rho, pour la classe de masse associée à une masse de $0.7M_{\odot}$.

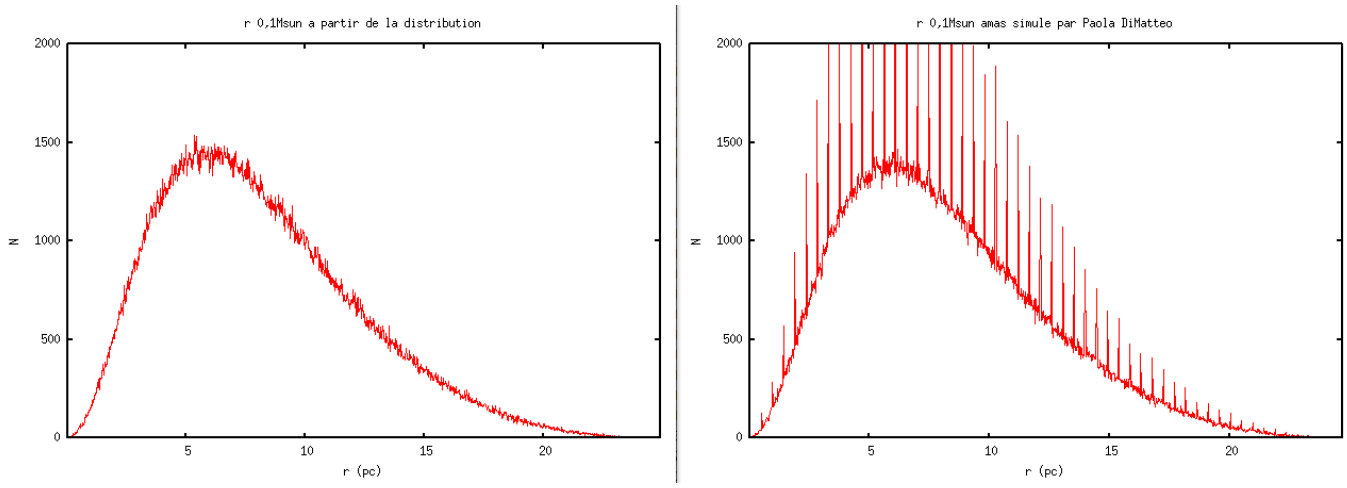


FIGURE 3.12 – e compare les histogrammes des rayons, pour la classe de masse $0.1M_{\odot}$, entre le cas où je retrouve les positions à partir de la loi de distribution, et le cas où je lis les positions dans le catalogue simulé par Paola elle-même.

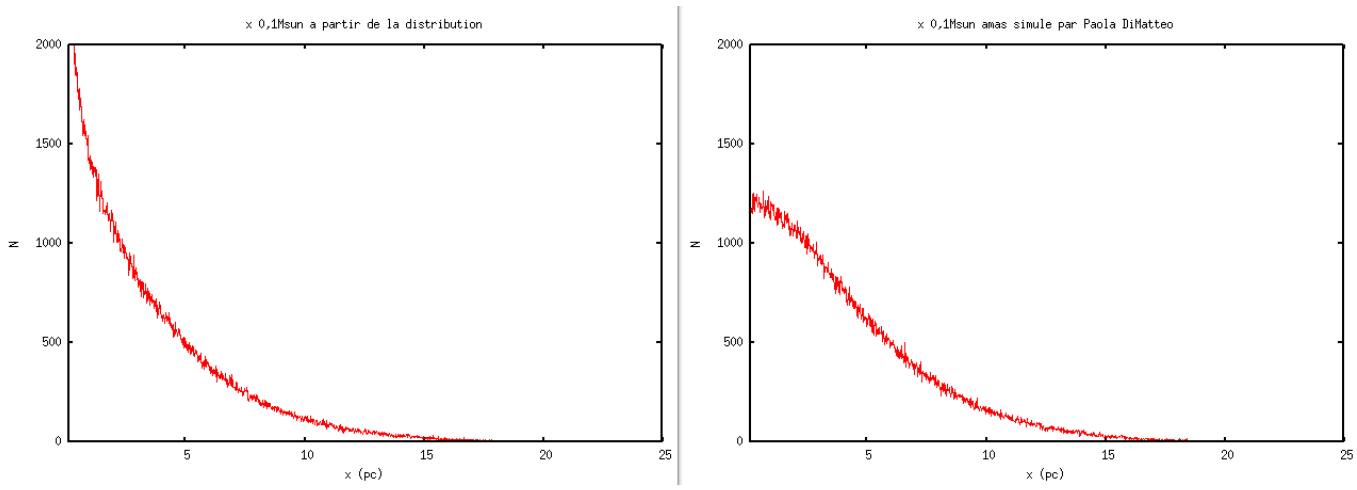


FIGURE 3.13 – e compare les histogrammes des x, pour la classe de masse $0.1M_{\odot}$, entre le cas où je retrouve les positions à partir de la loi de distribution, et le cas où je lis les positions dans le catalogue simulé par Paola elle-même.