Observation des amas ouverts et globulaires avec Gaia

Noël Robichon

DASGAL, Observatoire de Paris

5, place J.Janssen, 92195 Meudon CEDEX

Abstract

Grâce à ses extraordinaires précisions atrométriques, GAIA détectera plusieurs milliers de nouveaux amas ouverts et fournira des catalogues complets de leurs membres permettant d'étudier l'histoire locale des lieux de formation d'étoiles, la fonction de masse initiale, l'évolution dynamique des amas proches ou les modèles de structure et d'évolution stellaire.

L'observabilité des amas globulaires par GAIA est étudiée par l'intermédiaire de simulations. Plusieurs centaines à quelques dizaines de milliers d'étoiles par amas globulaires seront observées par le satellite. Les zones de densité trop grande pour être analysées par GAIA ne représentent que quelques rayons de cœur au maximum, un tiers des amas globulaires étant visibles jusqu'au centre. La réduction d'images simulées des cœurs de M55, Ω Cen et M 92 donne de forte contraintes sur la stratégie d'analyse des champs par le satellite.

1 Introduction

Les amas ouverts et globulaires sont des laboratoires uniques pour comprendre de nombreux aspects de l'évolution galactique comme l'histoire des lieux de formation d'étoiles et sont également des outils fondamentaux pour étudier la structure et l'évolution stellaire.

Le catalogue de LYNGÅ [8] recense plus de 1000 amas ouverts connus. La distance n'est estimée que pour la moitié d'entre eux et est en général inférieure à 2 kpc. Leurs âges s'échelonnent de quelques millions à quelques milliards d'années et leurs métallicités [Fe/H] de -0,5 à +0,2 dex. Les amas ouverts sont des traceurs des disques jeune et intermédiaire de la Galaxie.
Un amas ouverts est un système de quelques dizaines à quelques milliers d'étoiles formées dans un même nuage moléculaire et encore liées gravitationnellement. Les membres d'un amas ont

donc les propriétés suivantes:
- ils ont le même âge et la composition chimique du nuage à partir duquel ils se sont formés,
- ils ont la même vitesse spatiale à la dispersion interne des vitesses près (de l'ordre de quelques dixièmes de km/s),
- ils se répartissent sur tout le spectre de masse depuis les naines brunes jusqu'aux étoiles les plus massives (A, B, O selon l'âge de l'amas).

Le catalogue de Harris [5] recense environ 140 amas globulaires. Un amas globulaire est constitué de dizaines de milliers à quelques millions d'étoiles liées gravitationnellement. Grâce à leur grande brillance intrinsèque, tous les amas globulaires de la Galaxie sont connus, à l'exception d'éventuels amas masqués par la Voie Lactée. Leur métallicité varie de -2,3 pour les plus déficients à une métallicité solaire pour les plus riches. Ce sont des objets de la composante sphérique de la Galaxie qui se sont formés au début de la formation de la Galaxie. À cause de leur grande masse, les amas globulaires sont quasi-sphériques et ont une durée de vie supérieure à 10 milliards d'années. Leur âge donne donc des contraintes très fortes sur l'âge de l'univers.

2 Amas ouverts

GAIA observera tous les amas ouverts connus et en découvrira des milliers de nouveaux. La table suivante donne quelques statistiques pour un amas semblable à Praesepe tel qu'il serait vu par GAIA à différentes distances (sa vraie distance de 180 pc ainsi que 300 pc, 1 kpc, 3 kpc et 5 kpc). Ces chiffres doivent être considérés avec précaution puisque les amas ont des propriétés très différentes. Praesepe, comme les Hyades ou les Pléiades, est un amas riche avec plus de 1000 membres connus. D'autres amas (comme par exemple Coma Ber) ne contiennent que quelques dizaines de membres.

distance	180 pc	300 pc	1 kpc	3 kpc	5 kpc
nombre d'amas	6	10	120	1000(?)	3000(?)
$(m-M)_0$	6,3	7,4	10	12,4	13,5
A_V	$< 0,5$	$< 0,5$	0,5-2,5	1-4	2-8
statistiques sur une étoile de magnitude $G = 15$					
nombre d'étoiles ($G \leq 15$)	450	350	50-150	0-20	0
résolution en profondeur (pc)	0,3	1	10	90	250
précision sur V_T (km/s)	<0,01	0,015	0,05	0,15	0,25
σ_{m-M}	0,004	0,007	0,02	0,1	0,2
statistiques sur une étoile de magnitude $G = 20$					
nombre d'étoiles ($G \leq 20$)	> 1000	1000	350-550	50-300	0-150
résolution en profondeur (pc)	10	25	250	-	-
précision sur V_T (km/s)	0,25	0,4	1,4	4	7
σ_{m-M}	0,12	0,3	0,5	1,5	2

La résolution en profondeur est définie comme suit. Si π est la parallaxe d'une étoile membre (correspondant à une distance $D = \frac{1}{\pi}$) et si σ_π est l'erreur formelle sur cette parallaxe, la résolution en profondeur est prise égale à $\frac{1}{\pi} - \frac{1}{(\pi+\sigma_\pi)} \approx \frac{\sigma_\pi}{\pi^2} = D.\frac{\sigma_\pi}{\pi}$.

2.1 Détection de nouveaux amas et de nouveaux membres

À partir de la table on voit que Gaia observera des membres dans la grande majorité des amas plus proches que 5 kpc. Mais la plupart des amas plus lointains que 2 kpc ne sont présentement pas connus. Les détecter dans le gigantesque catalogue Gaia sera certainement difficile mais la plupart du temps possible grâce à la surdensité qu'ils forment dans l'espace des phases à 6 dimensions.

La possibilité de détecter de nouveaux amas dépend en effet de plusieurs paramètres: le nombre d'étoiles plus brillantse que $G = 17$ (pour lesquelles Gaia mesurera des vitesses radiales et de la photométrie à bandes intermédiaires) ou plus brillantes que la magnitude limite $G = 20$, la magnitude des étoiles les plus brillantes (et donc la précision de leurs paramètres astrométriques), l'absorption interstellaire, la vitesse différentielle par rapport au Local Standard of Rest... Ces paramètres sont, en outre, connectés aux paramètres intrinsèques de l'amas: son âge, le nombre total de ses membres (qui dépend également de l'âge), sa vitesse. Un amas riche très jeune comme NGC 6231, contenant des étoiles WR et O aura une trentaine de membres plus brillants que $G = 17$ à la distance des nuages de Magellan. Inversement, un amas vieux comme NGC 752, dans une région fortement absorbée (Av=5) aura peu de membres plus brillants que 17 à 2 kpc.

Pour un amas donné, la sélection des membres est basée principalement sur les paramètres astrométriques, éventuellement avec l'aide de la photométrie Gaia. Comme on peut le voir sur les valeurs de la résolution en profondeur données par la table, les parallaxes individuelles seront peu discriminantes pour sélectionner les membres des amas lointains. Par contre, la précision des mouvements propres se traduit par un précision sur la vitesse spatiale de l'ordre de la dispersion interne des vitesses jusqu'à 5 kpc à $G = 15$ et jusqu'à 300 pc à $G = 20$, en supposant toutes les étoiles d'amas à la même distance. Une liste complète et fiable des membres d'amas devrait être disponible jusqu'à une magnitude limite variant de $G = 20$ pour les amas les plus proches à $G = 15$ pour les amas à 5 kpc. De plus, les étoiles qui s'échappent de l'amas à cause de son évolution dynamique le quittent avec une vitesse faible (de l'ordre de quelques fois la dispersion interne des vitesses c'est-à-dire de l'ordre de 1 km/s) et devraient également être détectées sans problème.

Enfin, en combinant les paramètres astrométriques des membres, la distance moyenne et la vitesse moyenne des amas sera améliorée. La précision de la distance moyenne d'un amas plus proches que 1 kpc pourrait ainsi être de l'ordre de 1 μas.

2.2 Quelques applications

En supposant que le potentiel galactique sera déterminé par ailleurs avec les données Gaia et que les âges des amas seront déterminés à partir du diagramme HR (voir plus bas), la précision formidable des paramètres astrométriques moyens des amas permettra de retracer leurs orbites et de déterminer leurs lieux de formation. Une vision fine de l'histoire locale des régions de formation d'étoiles devrait ainsi être obtenue.

Les listes de membres d'amas et d'étoiles s'échappant donnera de fortes contraintes sur la dynamique interne et l'évolution dynamique des amas ouverts et en particulier sur les propriétés du potentiel galactique et des nuages moléculaires géants qui sont les principales sources de destruction des amas selon les simulations théoriques [12]. Ces listes permettront également de reconstruire complètement la fonction de masse initiale (IMF) des amas plus jeunes que quelques centaines de millions d'années (pour lesquels les étoiles éjectées sont encore relativement proches de leur amas d'origine) et jusqu'à des masses allant des naines brunes pour les Hyades ou les Pléiades jusqu'à moins d'une masse solaire à 3 kpc. Les différents scénarii de formation d'étoiles qui prédisent une IMF en loi de puissance [3] ou lognormale [7] pourront ainsi être confrontées aux observations.

Pour la première fois, la structure à trois dimensions des amas les plus proches sera déterminée avec une précision sur les vitesses tangentielles inférieure à la dispersion interne des vitesses. La cinématiques de ces amas pourra donc être étudiée en grand détail. En particulier, la ségrégation de masse et la dispersion interne des vitesses en fonction de la distance au centre et de la masse des membres seront complètement mesurées. Ces paramètres sont des clefs pour mieux comprendre si la ségrégation de masse observée actuellement est le résultat de l'équipartition d'énergie entre membres de différentes masses (auquel cas la dispersion de vitesse devrait décroitre avec la masse des membres) ou si une ségrégation de masse est présente dès la formation de l'amas comme certains modèles de formation d'amas dense le supposent [2]. Toute caractéristique cinématique comme une rotation, une contraction ou une expansion sera également détectée. Pour les amas plus distants pour lesquels la profondeur ne sera pas résolue, la ségrégation de masse projetée sur le ciel sera visible ainsi que d'éventuelles queues de marée faites d'étoiles éjectées des amas.

Les séquences d'amas ouverts dans le diagramme HR sont utilisées pour tester les modèles de structure interne et d'évolution stellaire. Bien que des millions d'étoiles proches seront placées dans le diagramme HR avec une très grande précision, les amas ouverts (et globulaires) resteront des outils uniques puisque les membres qui composent un amas partagent le même âge et la même composition chimique en s'étalant sur tout le spectre de masses. Étant donné que, pour la majorité des amas ouverts, quelques dizaines à quelques centaines de membres seront observés par GAIA, la valeur moyenne de la métallicité ou de l'absorption interstellaire (si elle est constante) sera déterminée avec une précision bien plus grande que pour les membres individuels. Les séquences des centaines d'amas plus proches que 3 kpc avec des précisions sur le module de distance comprises entre quelques millièmes et quelques centièmes de magnitude permettra de contraindre de manière inédite les séquences théoriques de différents âges et compositions chimiques. Ces comparaisons seront renforcées par la possibilité de calculer directement les masses d'une dizaine de binaires visuelles ou SB2 par amas par combinaison des données astrométriques de GAIA et de ses vitesses radiales. Inversement, les amas ouverts permettront de calibrer les points zéro des relations entre la métallicité et la photométrie GAIA à bande large ou intermédiaire pour tous les types spectraux.

3 Amas globulaires

3.1 Observabilité

Contrairement aux amas ouverts, les champs d'amas globulaires sont très denses sur le ciel. Dans le but d'estimer l'observabilité des amas globulaires, des simulations ont été réalisées. Une grille de distribution de King est d'abord obtenue pour différentes valeurs de la concentration c (entre 0,5 et 2,5), un rayon de cœur de une seconde de degré et un nombre d'étoiles de 10000. La densité au centre, à 3 et 10 rayons de cœur est calculée en fonction de c. Une simulation de la densité réelle pour chaque amas existant est ensuite obtenue en fonction du c observé et en normalisant par la valeur observée de R_C et le nombre total d'étoiles dans l'amas. Ce nombre est calculé à partir de la masse totale de l'amas tirée de la littérature ou interpolée en fonction de c et la densité observée, et en utilisant la fonction de masse de M 92. L'incertitude sur les densités et les nombres d'étoiles ainsi obtenus est au moins d'un facteur 2 à cause de l'incertitude sur les paramètres observés ou interpolés (la masse totale de l'amas) et du fait que les amas n'ont pas tous la même fonction de luminosité.

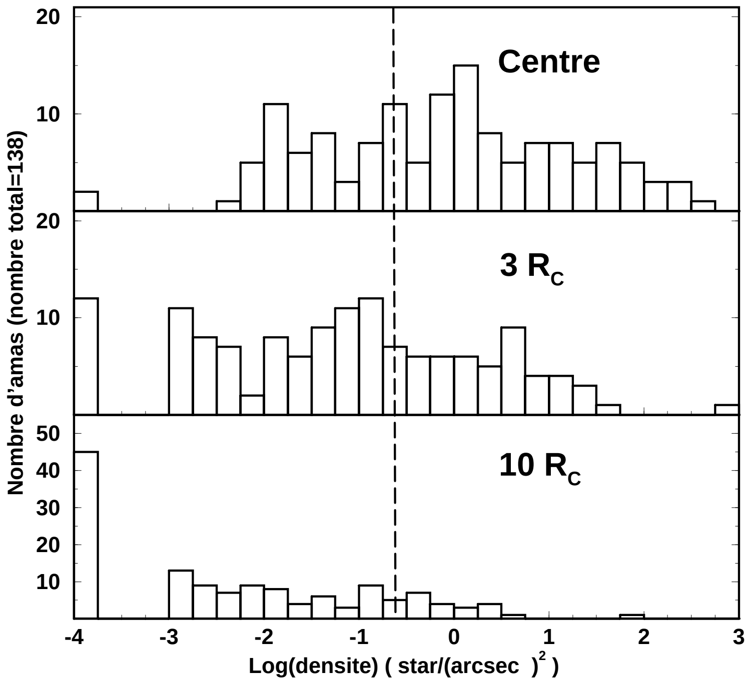

Figure 1: *Distributions de la densité d'étoiles au centre des amas globulaires et à 3 et 10 rayons de cœur R_C. La ligne pointillée indique la densité maximale exploitable par Gaia (0,25 étoile par seconde carrée).*

La densité maximale d'étoiles pour laquelle le satellite pourra transmettre les pixels est d'environ 3 millions d'étoiles par degré carré c'est-à-dire environ 0,25 étoile par seconde carrée. La figure 1 donne la densité d'étoiles au centre, à 3 R_C et 10 R_C. On voit que plus d'un tiers des amas aura une densité au centre inférieure à la densité maximale analysable, les deux tiers seront observables à 3 R_C et seulement une dizaine poseront des problèmes à 10 R_C. La taille de la zone dans laquelle la densité sera trop grande pour analyser correctement les objets est indiquée dans la figure 2. Cette zone a un rayon inférieure à une minute pour la plupart des amas et supérieure à trois minutes pour seulement 5 amas. Ceci représente une zone de rayon égal à quelques R_C (figure 2 droite). Le nombre d'étoiles d'amas attendu de magnitude inférieure à

$G = 20$ est indiqué dans la Figure 3 et est compris entre 100 et 100.000 étoiles par amas. Le nombre d'étoiles résolvables, c'est-à-dire hors des zones de densité supérieure à 0,25 étoiles par seconde carrée est un peu inférieur mais du même ordre.

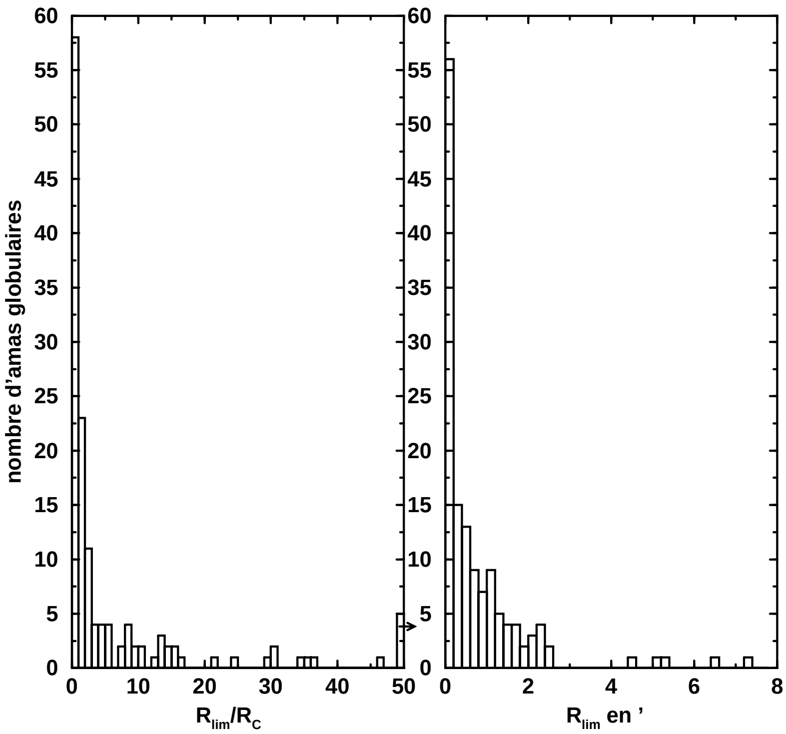

Figure 2: *Distribution des rayons R_lim des champs non analysables par Gaia (de densité supérieure à 0,25 étoiles par seconde carrée) exprimé en minute (à droite) et en multiple de R_C (à gauche).*

3.2 Simulation d'images de cœurs d'amas globulaires

Des images des cœurs de M 92, M 55 et Ω Cen ont éte simulées de manière à estimer la capacité de détecter des étoiles dans des champs denses. Ces images ont été obtenues en utilisant les spécifications de Gaia (psf, taille des pixels...) et les paramètres morphologiques des amas globulaires ainsi que leurs fonctions de luminosité observées ([13] et [9] pour M 55, [10] et [6] pour M 92 et [4] et [11] pour Ω Cen) ramenées dans la bande de Gaia par des transformations de systèmes photométriques adéquates. Ces amas ont été choisis car ils ont des caractéristiques assez différentes conduisant à des densités d'étoiles de magnitude G inférieure à 20 estimées à 0,6 étoile par seconde carrée pour M 55, 3 étoiles pour Ω Cen et 4,5 étoiles pour M 92. Les images ont ensuite été analysées avec l'algorithme de détection APM [1] et les catalogues d'objets détectés ont été comparés aux catalogues simulés.

La figure 4 donne les histogrammes du nombre total d'étoiles simulées dans des champs d'environ $20'' \times 20''$ au centre de ces trois amas et les étoiles retrouvées par l'algorithme APM. On voit que pour M 55 qui a une densité de 0,6 étoile par seconde carrée, on retrouve la quasi totalité des étoiles jusqu'à la magnitude 20. Le principal problème qui se posera avec une telle densité

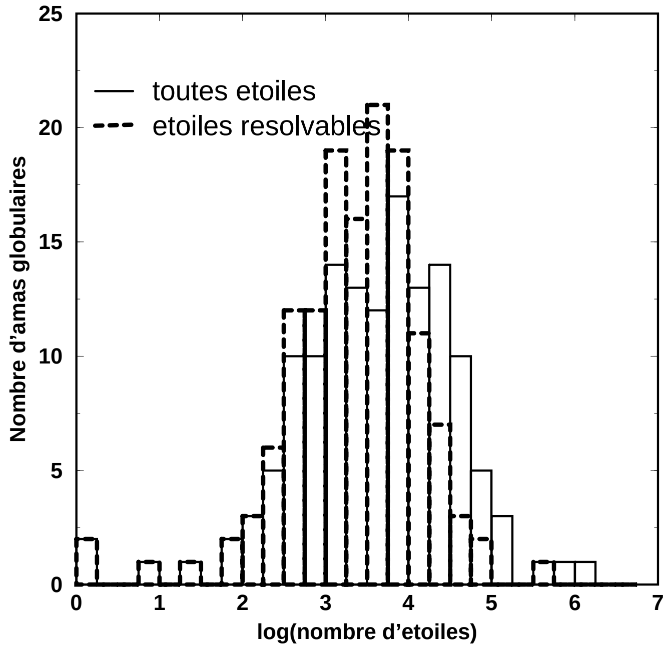

Figure 3: *Nombre estimé total d'étoiles par amas globulaire et nombre d'étoiles résolvables*

sera de choisir les étoiles dont on redescendra les paramètres (et dont la densité ne devra pas excéder 0.25 étoiles par seconde carrée). Dans le cas de Ω Cen, APM ne détecte que la moitié des étoiles de magnitude inférieure à 20. Ce nombre reste encore 6 fois supérieur aux 0,25 étoiles par seconde carrée résolvables par l'instrument mais un problème suplémentaire se pose sur le choix des étoiles à analyser puisque l'on ne sait pas si ces étoiles feront partie des 50% détectées lors d'un passage ultérieur. Ces problèmes seront encore plus cruciaux pour M 92 car seulement 20% des étoiles plus faibles que $G = 20$ sont détectées (pratiquement toutes de magnitude inférieure à 19) mais qu'elles représentent tout de même une densité d'une étoile par seconde carrée.

RÉFÉRENCES

References

[1] Arenou F., Barbusiaux C., ce volume

[2] Bonnell I.A., Davies M.B., 1998, MNRAS 295, 691

[3] Elmegreen B.G., 1997, ApJ 486, 944

[4] Elson R.A.W., Gilmore G.F., Santiago B.X., Casertano S., AJ 110, 682 Lynga G., 1996, A&Asup 115, 297

[5] Harris W.E., 1996, AJ 112, 1487

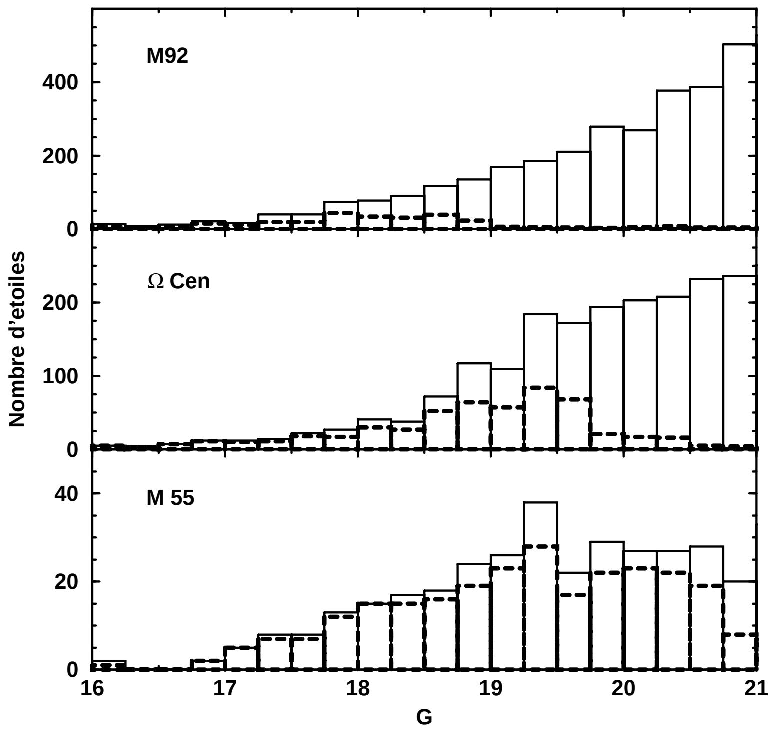

Figure 4: *Histogramme des nombres d'étoiles simulés et détectés par APM dans des champs de* $20'' \times 20''$ *de M 55, Ω Cen et M 92*

[6] Hartwick F.D.A., 1970, ApJ 161, 845

[7] Klessen R., Burkert A., Matthew R.B., 1998, ApJ 501, L205

[8] Lyngå, G. 1987, Catalogue of open cluster data, 5th edition, Centre de Données Stellaires, Strasbourg

[9] Mandushev G.I., Fahlman G.G., Richer H.B., 1996, AJ 112, 1536

[10] Piotto G., Cool A.M., King I., 1997, AJ 113, 1345

[11] Richer H.B., Fahlman G.G., Buonanno R., Fusi Pecci F., Searle L., Thompson I.B., 1991, ApJ 381, 147

[12] Terlevitch A., 1987, MNRAS 224, 193

[13] Zaggia S.R., Piotto G., Capaccioli M., 1997, A&A 327 1004