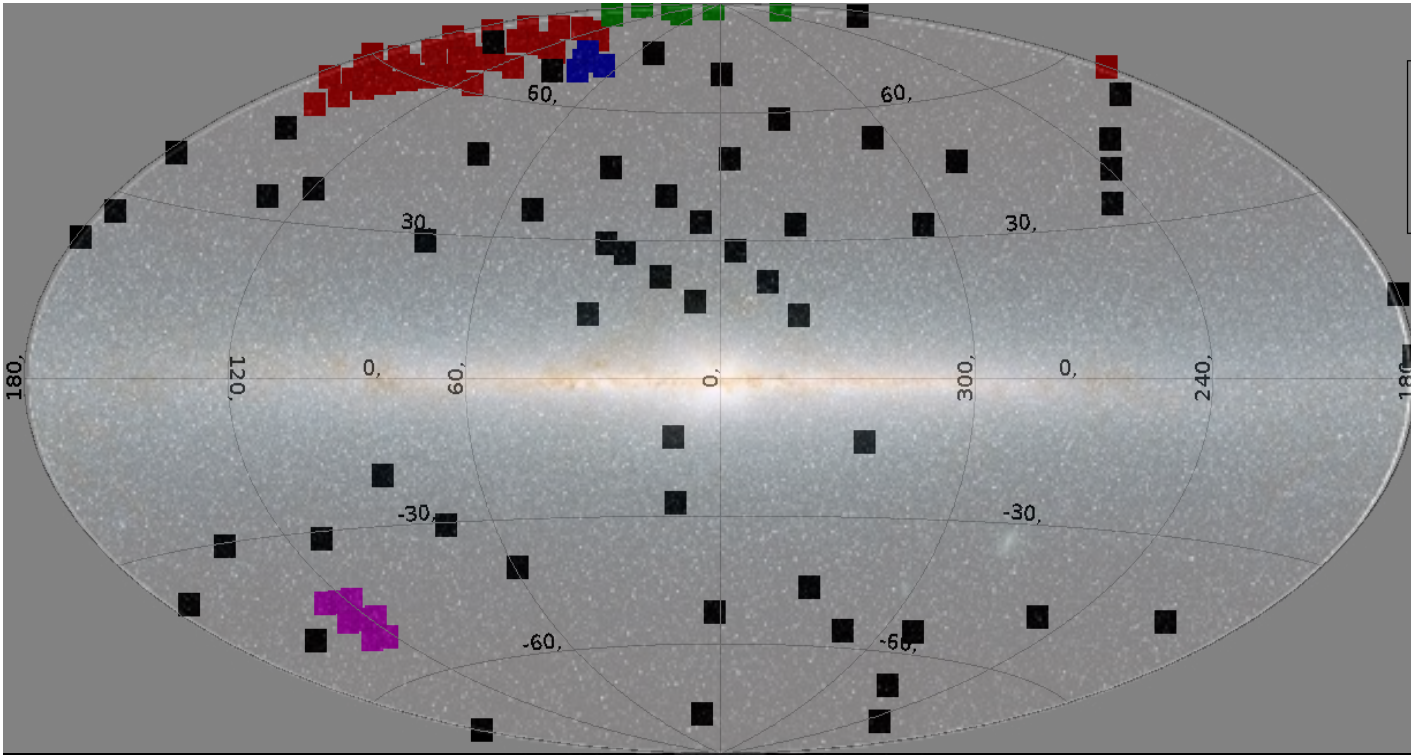


Etude du disque épais de la Galaxie avec le modèle de la Galaxie de Besançon



Thèse effectuée sous la direction de
Céline Reylé et Annie Robin

Guillaume Nasello

THESE DE DOCTORAT DE L'ETABLISSEMENT UNIVERSITE BOURGOGNE FRANCHE-COMTE

PREPAREE A L'institut UTINAM

Ecole doctorale n°553

Carnot Pasteur

Par

M. Nasello Guillaume

Etude du disque épais de la Galaxie avec le modèle de la Galaxie de Besançon

Thèse présentée et soutenue à Besançon le 11 octobre 2018

Composition du Jury :

Mme. Babusiaux Carine
M. Siebert Arnaud
M. de Laverny Patrick
Mme. Reylé Céline
Mme. Robin Annie

Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble
Observatoire de Strasbourg
Laboratoire Lagrange
Institut UTINAM
Institut UTINAM

Rapporteuse
Rapporteur
Examineur
Directrice de thèse
Co-Directrice de thèse

Sommaire

Remerciements	1
Partie 1 Introduction	3
1.1 Contexte de cette thèse	3
1.2 Objectifs de cette thèse	3
1.3 Plan	3
Partie 2 Le disque épais de notre Galaxie	5
2.1 Présentation du disque épais	5
2.2 Quatre façons de définir le disque épais	11
2.3 Etudes récentes sur le disque épais	16
2.4 Des difficultés à comparer les résultats du disque épais	22
Partie 3 Présentation des outils et de la méthode	25
3.1 Le Modèle de la Galaxie de Besançon	25
3.1.1 Fonctionnement global du modèle	26
3.1.2 Un nouveau disque épais pour le BGM	29
3.2 Les grands relevés 2MASS et SDSS	29
3.2.1 2MASS	29
3.2.2 SDSS	30
3.2.3 Utilisations des relevés photométriques pour déterminer les propriétés du disque épais	30
3.3 Méthodologie de l’ajustement	30
3.3.1 Méthode utilisée	30
3.3.2 Paramètres ajustés	37
Partie 4 Résultats	43
4.1 Premières simulations	43
4.1.1 Cas d’un disque épais simple	45
4.1.2 Cas d’un disque épais avec une relation âge métallicité	52

4.1.3	Confusion entre disque épais et disque mince	56
4.1.4	Modèles testés non convergents	59
4.1.5	Conclusions	61
4.1.6	Etude des zones mal ajustées	65
4.2	Modification de la fonction de masse initiale	65
4.2.1	L'IMF du disque épais	66
4.2.2	IMF laissée comme un paramètre libre	69
4.2.3	Test d'une fonction de masse initiale fixée	71
4.2.4	Cas de l'échelle de longueur	77
4.2.5	Disque épais à des âges plus jeunes	90
4.2.6	Conclusion et discussion sur le besoin de modifier la fonction de masse initiale	94
4.3	Ajustements avec une distribution en âge gaussienne	102
4.3.1	Disque épais gaussien	102
4.3.2	Disque épais gaussien avec deux épisodes de formation	106
4.3.3	Ajout du halo	116
4.3.4	Conclusions	125

Partie 5 Conclusions 135

5.1	Impact du nouveau disque épais sur le modèle de la galaxie	135
5.2	Perspectives et pistes à suivre pour des recherches futures	136
5.2.1	IMF du disque épais	136
5.2.2	Disque mince	136
5.2.3	Métallicité	137
5.2.4	Observations	137
5.2.5	Extinction	137
5.2.6	Forme du disque épais	137
5.2.7	Ajout d'autres grands relevés	137

Annexe 139

Bibliographie 155

Cette thèse est dédiée à Pierre Roussel, mon grand père.

Remerciements

Mon parcours académique se termine avec cette thèse. Celui ci et le document qui en découle n'auraient pas été possibles sans un certain nombre de personnes. Les remerciements que je vais adresser ont été triés du plus formel au moins sérieux. Je m'excuse d'avance pour les éventuels oublis et je sais que vous me les rapporterez.

- Je tient tout d'abord à remercier mes directrices de thèse Annie et Céline pour leur encadrement et leur aide précieuse dans la rédaction de cette thèse (qui sans elles aurait été beaucoup moins lisible). Même si j'arrête la recherche, les trois années passée auprès d'elles auront été formatrices.
- Je remercie également le personnel d'entretien, Souad, Karim et Eric grâce à qui j'ai pu travailler trois ans dans les meilleures condition matérielles.
- Dans le même sujet, je remercie également les personnel du service informatique de l'observatoire : Kevin, Françoise (à qui je souhaite une bonne retraite) et Sekou.
- Mon envie de faire un thèse n'aurait jamais vu le jour sans mes directeurs de stage de M2, Jean Marc Huré et Franck Hersant. Même si ce stage était sur un sujet différent, il m'a donné le goût pour le travail en laboratoire.
- Cette thèse et mon parcours dans son ensemble n'aurait en aucun cas été possible sans l'aide de mes parents qui m'ont toujours soutenus et accompagné pendant la totalité de mes études. Je remercie donc mon père Mario (premier diplômé de l'éducation supérieure de la famille) et ma mère Laurence (qui m'a aidé dans la rédaction de ce document en corrigeant la quasi totalité des fautes d'orthographe, ce qui doit se remarquer, ce paragraphe n'ayant pas été relu).
- Le personnel administratif a lui aussi été d'un grande aide et je remercie Carole (pour toutes les fois où j'ai du partir en mission et pour les stop toux de la salle de pause d'UTINAM C) et Martine (grâce à qui je peut maintenant faire des étiquettes et relier un document) qui on été pendant ces trois années accueillantes et ont supportées mes visites intempestives dans leur bureau.
- Le personnel de l'école doctorale clôt la partie formelle de mes remerciements. Je tiens particulièrement à remercier Martine Gautheron et Louis Jeanjean qui on toujours été disponible et ont toujours répondu à mes interrogations.
- Mes grand-parents, m'ont soutenu tout au long de mes études. C'est pourquoi j'ai aujourd'hui une pensée particulière pour ma grand mère Nicole et mon grand père Pierre qui nous a quitté pendant ma thèse.
- J'ai également partagé avec mes collègues du bâtiment des horloges de nombreux moment conviviaux (pause café, discussions et les rares moment de soleil à Besançon) raison pour laquelle je remercie Julien, Nadège et Jean Baptiste.
- Toutes mes journées passées à l'observatoire ont un point commun qui est le passage à la pause café de l'observatoireTM, passage obligé ou en plus de boire un café, j'ai put discuter et sympathiser avec une bonne partie du personnel de l'observatoire. Pour ces raison, je remercie George, Fabienne, Hervé, Eric, François, François, Laurent, Evelyne et j'en oublie certainement.
- J'ai une pensée particulière pour mes trois co-bureaux José, David et Rebeka qui ont supportés ma présence et rendu mon bureau un peu plus vivant.

- Mes deux petit frères Maxime et Quentin ont été les cobayes de mes premières tentatives de vulgarisation scientifique et je les remercie donc pour leurs questions et interrogations qui m'ont permis parfois de mieux comprendre ce que je faisais.
- Mes études se sont faite dans trois villes Nancy, Bordeaux et Besançon et j'ai eu la chance de me faire des amis dans ces trois villes.

Pour ces raisons, je tiens à remercier l'équipe de Nancy, Thomas (qui était un peut l'Alain Jupé de la promo), Matthias (malheureusement empêché par son caractère sociable et drôle d'assister à ma soutenance), Sébastien (qui n'a malheureusement pas réussi à faire le tour de L'Europe avant la fin de ma soutenance), Florent (bon je suis désolé mais la première phrase qui me viens à l'esprit quand je pense Florent c'est "M. Hild vous êtes un con."), le maître de conférence Lucas "Looch" Eichenberger (même si c'est un chimiste), Louis (canard ?), Clothilde (une des rares personne qui m'appelle Guillaume et je l'en remercie), Mathilde (même si elle travaille maintenant pour la grand capital :p), Jo et Thomas (oui il y a deux Thomas).

La deuxième liste est sensé concerner les camarades bordelais mais la plupart d'entre eux ont quitté la ville du meilleur d'entre nous. Je tiens donc a avoir une pensée pour les deux seuls survivant Jonathan Pagesssssssssss, et Gabriel dont j'ai squatté l'appart beaucoup trop de fois le dernier bordelais est Julien dont j'espère que l'expérience CEA sera positive. J'ai également une pensée pour monsieur le Camus exilé canadien (dans une ville plus froide que Besançon, je ne pensais même pas que c'était possible). Pour le groupe des complètement exilés, j'ai une pensée pour Erwan "Oh capitaine mon capitaine" Capitaine, expatrié à Lyon et qui a pu assister en direct au spectacle qu'était ma thèse ainsi que Salim (dont j'espère que les emmerdes finiront bientôt) et Julien (oui il y a deux Julien).

Pour finir, ma vie à Besançon, dans cette terre abandonnée des dieux, a été rendue supportable par un nombre non négligeable de personnes. Je tiens donc à remercier, Antoine, Bastien, Guillaume et Daniel (la fameuse team gauchiste) Schmitz (grand soutien moral pour cette thèse et qui s'est copiné même avec pokemon), Célestin et Andrei (Team magic), Thibault (dont j'espère qu'il survivra à ce drame qu'on appel rugby), Niccolo (même si il n'aime pas le panetone), Timoté et Maria (ainsi que leurs animaux), Timoté (oui il y a deux Timoté), Jeremy (j'espère vivre assez vieux pour le voir avec un pull), Alexis (gg hf sur wow), Joharimanitra Randrianandraina (oui le copier coller est plus facile que le parler). Je n'ai évidemment pas besoin de citer Saad Yalouz, grand vainqueur du concours du meilleur poster de l'école doctorale Carnot-Pasteur dont les exploits resterons en mémoire sur les siècles à venir.

Partie 1

Introduction

La Voie Lactée est peut-être la galaxie dont on sait le plus et le moins de chose. En effet, en étant à l'intérieur de celle-ci, il est plus facile d'observer ses étoiles et de déterminer les caractéristiques de celles-ci que si l'on s'intéresse aux galaxies les plus lointaines. Cependant, certaines de ses caractéristiques les plus globales (e.g. sa forme, son nombre de bras spiraux, leurs positions ...) ne peuvent être observées directement et doivent être déduites.

Dans cette optique, le modèle de synthèse de population est un formidable outil. En effet, ce type de modèle permet de recréer statistiquement le contenu en étoiles de la Voie Lactée (contenu que l'on peut observer) en faisant des hypothèses sur sa forme (qui elle n'est pas observable).

En comparant le contenu en étoiles simulé par ces modèles et celui observé, il devient possible de valider ou invalider les hypothèses faites sur la forme de la Voie Lactée.

1.1 Contexte de cette thèse

Durant ma thèse, je me suis intéressé tout particulièrement à une population spécifique de la Voie Lactée : le disque épais galactique. Pour aider à mieux comprendre les origines et les caractéristiques de cette population assez mal contrainte, j'ai utilisé un modèle de synthèse de population stellaire développé dans le laboratoire : le modèle de la galaxie de Besançon. En prenant pour base l'article de [Robin et al. \(2014\)](#), j'ai essayé de trouver en comparant les observations et les simulations faites avec le modèle de la galaxie de Besançon les propriétés du disque épais.

1.2 Objectifs de cette thèse

Le but de cette thèse était de trouver les paramètres qui décrivent la densité en étoiles du disque épais et la distribution en âge de ses étoiles qui reproduisaient au mieux les observations. Ces propriétés pourront nous permettre de déterminer les scénarios de formation du disque épais compatibles ou incompatibles avec les résultats obtenus.

1.3 Plan

Après deux chapitres de mise en contexte et de méthodologie, je vais présenter les résultats obtenus dans cette thèse en augmentant le niveau de complexité du disque épais recherché. Je conclurai cette thèse sur les implications qu'auront les résultats obtenus sur le disque épais ainsi qu'une ouverture sur les pistes qu'il pourrait être intéressant de suivre au vu des observations faites tout au long de cette thèse.

Partie 2

Le disque épais de notre Galaxie

2.1 Présentation du disque épais

Notre Galaxie, la Voie Lactée est une galaxie de type spirale barrée dont les étoiles peuvent être séparées en trois grandes populations. Ces populations possèdent des caractéristiques physiques (âge, composition chimique, cinématique, distribution spatiale...) définissables qui sont liées à leurs formation et évolution.

- La barre (aussi appelée bulbe), partie centrale de la galaxie très dense en étoiles. Constituée d'étoiles vieilles plutôt riche en métaux (éléments chimiques plus lourds que l'hélium) et où la formation stellaire est faible.
- Le disque contenant une grande partie des étoiles de la galaxie (dont les bras spiraux) et dont la distribution est concentrée suivant le plan galactique.
- Le halo composé d'amas globulaires et d'étoiles vieilles et possédant une répartition spatiale beaucoup plus étendue et avec une densité d'étoiles très faible. Ces étoiles et amas sont des traceurs des premières époques de formation d'étoiles dans la Voie Lactée et sa formation par effondrement d'un immense nuage.

Parmi ces populations il est possible de séparer le disque en deux. La première partie est le disque mince, zone où des étoiles sont encore en formation, population à laquelle appartient le Soleil. La seconde partie est le disque épais.

Les étoiles du disque épais, en comparaison avec celles du disque mince, sont en moyenne :

- plus vieilles
- de métallicité¹ plus faible
- leur vitesse de déplacement autour du centre de la galaxie est en moyenne moins élevée et possède une dispersion plus importante (on dit alors par analogie avec la thermodynamique qu'elles sont chaudes cinématiquement)
- proportionnellement plus nombreuses à mesure que l'on s'éloigne du plan galactique
- possèdent en proportion plus d'éléments alpha² que celles du disque mince.

Disque épais et population intermédiaire Dans les années soixante, on observait, parmi les différentes populations d'étoiles, une population dite intermédiaire entre les étoiles du disque et les étoiles de population II (qui sont principalement des étoiles du halo). **Blaauw (1965)** répertorie ces étoiles comme étant plus vieilles, plus pauvres en métaux et plus agitées cinématiquement que les étoiles catégorisées

1. La métallicité correspond à la fraction de masse d'une étoile qui n'est ni de l'hélium ni de l'hydrogène

2. Les éléments alpha sont créés à partir des réactions nucléaires de fusion des noyaux alpha (^4He) au cœur des étoiles. Ces éléments restent généralement dans le cœur des étoiles et n'en sont expulsés qu'avec l'explosion de supernovas de type II et Ia. Les éléments alpha sont les suivants : O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca et Ti.

comme faisant partie du disque. Pour [Blaauw \(1965\)](#) dans le plan galactique, environ 15% des étoiles appartiennent à cette population intermédiaire, cette proportion montant jusqu'à 58 % à 1 000 pc au-dessus du plan galactique. Dans les années 80, cette population est étudiée plus en détail ([Gilmore & Reid \(1983\)](#), [Robin & Creze \(1984\)](#)) mais est nommée disque épais.

Les origines du disque épais [De Jong \(2013\)](#) distingue trois familles de scénarios pour expliquer la formation du disque épais (qui peut aussi bien être formé par une combinaison de ces scénarios) :

1. Celui-ci pourrait s'être formé suite à un apport externe de gaz par accréation du gaz environnant ou par collisions de notre Voie Lactée avec des galaxies naines composées en majorité de gaz. [Bournaud & Elmegreen \(2009\)](#) par exemple considèrent qu'à l'exception d'un type particulier de galaxie spirale, les galaxies S0, seul un disque épais se formant par accréation de gaz peut expliquer les structures granuleuses et irrégulières observées dans la plupart des galaxies avec un redshift supérieur à 1. Pour [Bournaud & Elmegreen \(2009\)](#), ce gaz peut venir soit de l'extérieur de la galaxie soit de son disque externe. Ce scénario est également favorisé par [Wilson et al. \(2011\)](#) qui ont comparé les distributions en excentricité des étoiles du disque épais observées par grand relevé RAVE ([Steinmetz et al. \(2006\)](#)) avec celles simulées par [Sales et al. \(2009\)](#) pour des disques épais avec différents scénarios de formation. Pour [Wilson et al. \(2011\)](#), la distribution en excentricité observée est en accord avec les scénarios de formation par migration radiale (un scénario de formation du disque épais expliqué par l'évolution de sa structure) et collision de la galaxie avec des galaxies satellites riches en gaz.
2. L'évolution de la structure de la Galaxie pourrait à elle seule produire une modification importante de la cinématique qui serait à l'origine du disque épais. [Loebman et al. \(2011\)](#) par exemple ont montré que certaines propriétés du disque épais (comme les relations entre la métallicité et la vitesse radiale pour les populations jeunes et vieilles, voir figures 2.1 et 2.2) de la Voie lactée peuvent être qualitativement reproduites (les relations étant en effet plus faibles pour les observations) avec une simulation qui ne prendrait en compte que la migration radiale, notamment le déplacement causé par le passage des bras spiraux des étoiles suivant le rayon galactique après leur formation. Il faut noter que d'autres modèles peuvent recréer ces propriétés.
3. Enfin, le disque épais pourrait avoir une origine extragalactique et provenir de fusion de galaxies satellites possédant une quantité non négligeable d'étoiles (à la différence du scénario d'accréation de gaz) avec notre galaxie. Ce scénario est traité par [Qu et al. \(2011\)](#) et sera détaillé dans la suite de ce document.

La chimie du disque épais Ces scénarios peuvent expliquer les différences de cinématique, de distribution spatiale et d'âge du disque épais. La différence de composition chimique entre le disque mince et le disque épais s'explique par l'histoire et l'époque de formation stellaire de ces deux populations. L'enrichissement en métaux des étoiles de notre galaxie se fait principalement grâce aux supernovas de type I et II (les autres origines pouvant être les vents stellaires, les enveloppes d'étoiles de type AGB et les nébuleuses planétaires). Celles-ci relâchent au moment de leur explosion une partie des métaux présents dans leurs différentes couches. Ces métaux enrichiront le milieu interstellaire, qui est ce dont sont constituées les étoiles au moment de leur formation.

Les supernovas de type II se produisant en fin de vie d'étoiles très massives qui évoluent plus vite, elles seront les premières dans l'histoire de la Galaxie à enrichir en métaux celle-ci. Or, le fer est en grande partie bloqué dans le cœur des supernovas de type II.

Il faudra attendre que les premières supernovas de type Ia se produisent dans un système binaire moins

massif par l'accrétion par une naine blanche de la matière de sa compagne transformée en géante rouge pour que le fer soit relâché et enrichisse le milieu interstellaire.

Le disque épais étant plus vieux que le disque mince, ses étoiles seront donc naturellement plus riches en éléments alpha que les étoiles du disque mince.

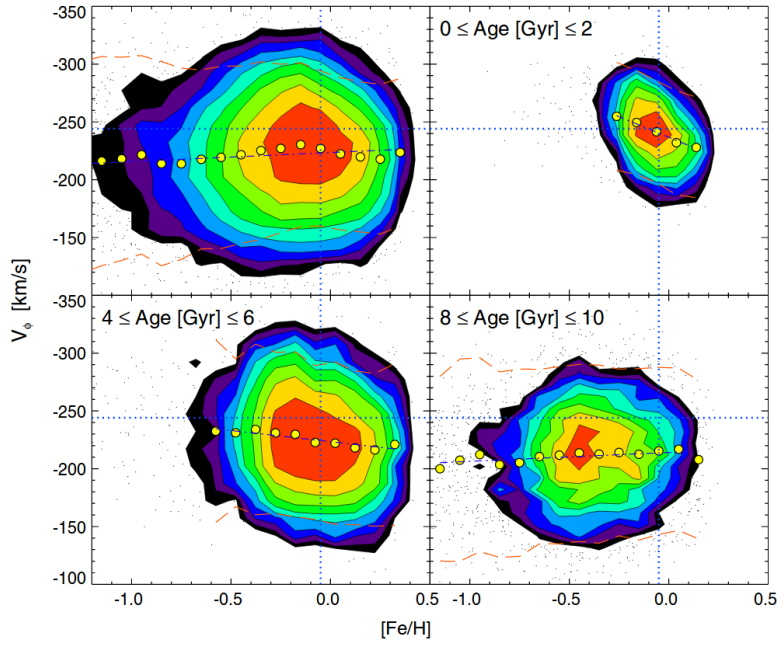


FIGURE 2.1 – Relation entre la vitesse de rotation et la métallicité des étoiles à une altitude galactique entre 0.5 et 1 kpc en valeur absolue et à un rayon galactique compris entre 7 et 9 kpc pour les simulations de [Loebman et al. \(2011\)](#). On remarque que bien qu’il n’existe pour la globalité des étoiles aucune relation observable, une relation semble exister pour les étoiles les plus jeunes et petit à petit diminuer avec l’âge. Figure 10 de [Loebman et al. \(2011\)](#)

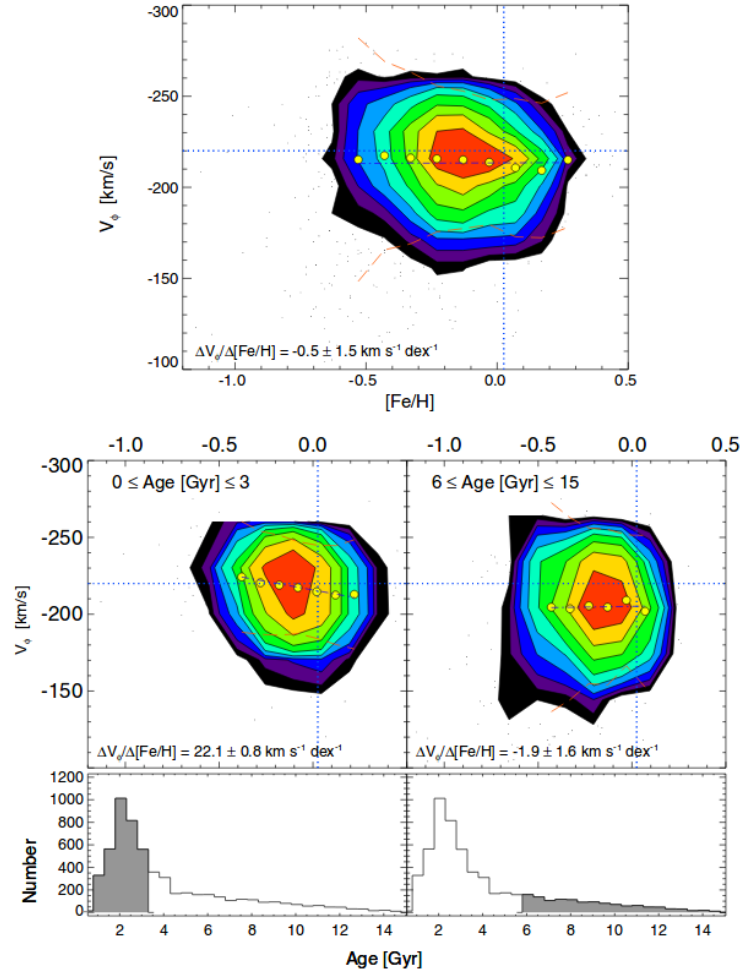


FIGURE 2.2 – Relation entre la vitesse de rotation et la métallicité pour 5740 étoiles du Geneva Copenhagen Survey (GCS). Ces étoiles sont séparées en deux populations suivant leur âge (une population jeune entre 0 et 3 milliards d’années et une population vieille entre 6 et 15 milliards d’années). On observe bien comme dans les simulations de [Loebman et al. \(2011\)](#) une relation pour les étoiles les plus jeunes et qui n’existe plus pour les étoiles les plus vieilles. Figure 11 de [Loebman et al. \(2011\)](#)

La classification des scénarios de formation de [De Jong \(2013\)](#) en trois catégories n’est pas une classification universelle. En effet, les articles qui listent ces scénarios peuvent les classer différemment. [Comerón et al. \(2015\)](#) par exemple donnent quatre scénarios de formation :

- un processus d’origine externe à la Voie Lactée rapide (une partie des scénarios sur l’origine extragalactique des étoiles du disque épais)
- un processus interne à la Voie Lactée rapide (une partie des scénarios d’origine du disque par accréation de gaz)
- un processus d’origine externe à la Voie Lactée séculaire (une partie des scénarios d’origine du disque par accréation de gaz et des scénarios sur l’origine externe des étoiles du disque épais)
- un processus interne à la Voie Lactée séculaire (scénarios d’origine du disque épais par évolution de la structure interne de la galaxie)

Loi de densité Pour la plupart des cas, les chercheurs travaillant sur le disque épais considèrent qu'il est distribué suivant une loi de densité à symétrie cylindrique autour du centre de la Voie Lactée. Dans la suite de cette thèse, je vais faire principalement référence à deux types de distributions : la distribution double exponentielle et la distribution sécante carrée (voir équations 2.1 et 2.2). La première car c'est celle qui est la plus utilisée dans la littérature et la seconde car c'est celle utilisée dans [Robin et al. \(2014\)](#) qui est l'article à la base de mes travaux. Dans ces deux cas, les paramètres abordés sont les mêmes. On a hh qui est appelé échelle de hauteur du disque épais, hl l'échelle de longueur, $R0$ la distance galactique du Soleil et ρ_0 la densité du plan galactique à une distance $R0$ du centre de la galaxie.

$$\rho(R, z) = \rho_0 \times \exp\left(-\frac{R - R0}{hl}\right) \times \exp\left(-\frac{|z|}{hh}\right) \quad (2.1)$$

$$\rho(R, z) = \rho_0 \times \exp\left(-\frac{R - R0}{hl}\right) \times \cosh\left(-\frac{|z|}{hh}\right)^{-2} \quad (2.2)$$

Ces distributions de densité peuvent présenter un évasement dans la partie externe du disque galactique. Dans ce cas, hh l'échelle de hauteur varie suivant la distance au centre galactique. Si cette distance dépasse le rayon d'évasement R_{flare} , hh change et devient hh_{flare} qui est décrit équation 2.3 ou g_{flare} est la pente de l'évasement

$$\text{pour } R > R_{flare} : hh_{flare}(R) = hh \times (1. + g_{flare} \times (R - R_{flare})) \quad (2.3)$$

Certains articles considèrent en plus de ces paramètres la fonction de masse initiale (IMF), distribution en masse des étoiles au moment de leur formation. Dans la littérature, la fonction de masse initiale est principalement décrite par une loi de puissance :

$$N(m) = C_0 \cdot m^x \quad (2.4)$$

Avec $N(m)$, la proportion d'étoiles de masse m au moment de leur formation et x la pente de l'IMF qui varie pour différents intervalles de masse. Les fonctions de masse les plus utilisées dans la littérature sont celles de [Salpeter \(1955\)](#) et [Kroupa \(2001\)](#) (voir tableau 2.1).

		Pente de l'IMF de Sal- peter (1955)		Pente de l'IMF de Kroupa (2001)
premier intervalle de masse ($M_\odot$)	[0.4 ; 10]	-0.35	[0.01 ; 0.08]	0.7
deuxième intervalle de masse ($M_\odot$)	NA	NA	[0.08 ; 0.5]	-0.3
troisième intervalle de masse ($M_\odot$)	NA	NA	[0.5 ; 1.0]	-1.3
quatrième intervalle de masse ($M_\odot$)	NA	NA	> 1.0	-1.3

TABLE 2.1 – IMF de [Salpeter \(1955\)](#) et [Kroupa \(2001\)](#).

2.2 Quatre façons de définir le disque épais

Alors que les premiers articles à parler de disque épais ont plus de 35 ans, cette population d'étoiles est aujourd'hui encore très difficile à caractériser. La principale difficulté vient des manières dont est définie la distinction entre les étoiles du disque épais et du disque mince qui sont assez diverses et rendent une définition claire du disque épais assez compliquée. Ces distinctions peuvent être regroupées en quatre catégories, chacune basée sur les spécificités du disque épais.

- La distinction géométrique entre disque épais et disque mince est la première séparation qui a mis en évidence le disque épais. C'est en effet la distinction utilisée dans [Gilmore & Reid \(1983\)](#), souvent considéré comme le premier article à traiter du disque épais. [Gilmore & Reid \(1983\)](#) ont observé au pôle sud galactique environ 12 500 étoiles, déterminé leur position et magnitude bolométrique. Ils ont ensuite déterminé une distribution d'étoiles qui permettait de reproduire ces observations. Cette distribution d'étoiles suit une loi de densité exponentielle suivant la distance au plan galactique (z), prend en compte la baisse de la métallicité moyenne des étoiles avec l'éloignement du plan galactique. Ce que [Gilmore & Reid \(1983\)](#) ont trouvé c'est qu'au delà d'1 kpc, il leur était impossible de reproduire les distributions d'étoiles avec un profil de densité simple (figure 2.3), il fallait rajouter une seconde distribution d'étoiles. Les étoiles de cette nouvelle population étant plus étendues en hauteur mais possédant des propriétés semblables à la première population. De plus, elles possèdent, du fait de la relation entre métallicité et éloignement par rapport au plan galactique, une métallicité plus faible. [Gilmore & Reid \(1983\)](#) ont tout naturellement nommé cette population disque épais.

Dans la plupart des articles effectuant une séparation géométrique (mais pas tous, [Minchev et al. \(2014b\)](#)), la chimie des étoiles étudiées n'est pas connue ou utilisée.

- L'utilisation de grands relevés cinématiques permet elle aussi de séparer les étoiles du disque épais ([Wilson et al. \(2011\)](#), [Karataş & Klement \(2008\)](#), [Li & Zhao \(2017\)](#)). En effet, comme expliqué plus haut, les étoiles du disque épais possèdent une dispersion en vitesse plus grande que celle du disque mince.
- L'apparition de grands relevés spectroscopiques (SEGUE [Yanny et al. \(2009\)](#), APOGEE [Majewski et al. \(2017\)](#), Gaia-ESO [Gilmore et al. \(2012\)](#), RAVE [Kunder et al. \(2017\)](#), LAMOST³ ...) a fait naître un nouveau paradigme pour la séparation du disque épais, celle ci pouvant être basée sur les propriétés chimiques ([Bovy et al. \(2012a\)](#), [Cheng et al. \(2012\)](#) [Haywood et al. \(2013\)](#), [Haywood et al. \(2016\)](#), [Snaith et al. \(2014\)](#), [Snaith et al. \(2015\)](#)). Comme expliqué dans 2.1, les étoiles du disque épais possèdent pour une métallicité donnée plus d'éléments alpha. Une observation assez précise des abondances chimiques des étoiles permet d'observer deux groupes d'étoiles suivant leurs relations entre métallicité et éléments alpha. Le premier groupe est assimilé au disque épais et contient les étoiles ayant les abondances en éléments alpha plus élevées que le soleil. Ces étoiles sont généralement pauvres en métaux. Le second groupe contient les étoiles ayant des abondances en éléments alpha comparables au soleil et est assimilé au disque mince. Ces étoiles sont généralement plus riches en métaux. Ces séparations chimiques entre disque épais et disque mince peuvent varier d'un article à l'autre. La figure 2.4 regroupe trois séparations différentes entre disque épais et disque mince.
- La séparation du disque épais par âge enfin se fait en calculant l'âge des étoiles du disque et en sélectionnant celles qui sont les plus vieilles. L'arrivée de l'astéroseismologie, science de l'observation des ondes de pression et de gravité dans les étoiles, (Kepler [Bedding et al. \(2010\)](#), Corot [Baglin et al. \(2006\)](#)) devrait révolutionner cette séparation. En effet, les observations astéroseismologiques combinées avec des observations spectroscopiques (APOKASC [Pinsonneault](#)

3. <http://dr3.lamost.org/>

et al. (2014), CoRoGEE Anders et al. (2017), CoRoT-GES, Valentini et al. (2016)) permettent d'obtenir les âges de certains types d'étoiles avec 10 à 20 % d'erreur (soit une des mesures de l'âge des étoiles la plus précise qui existe).

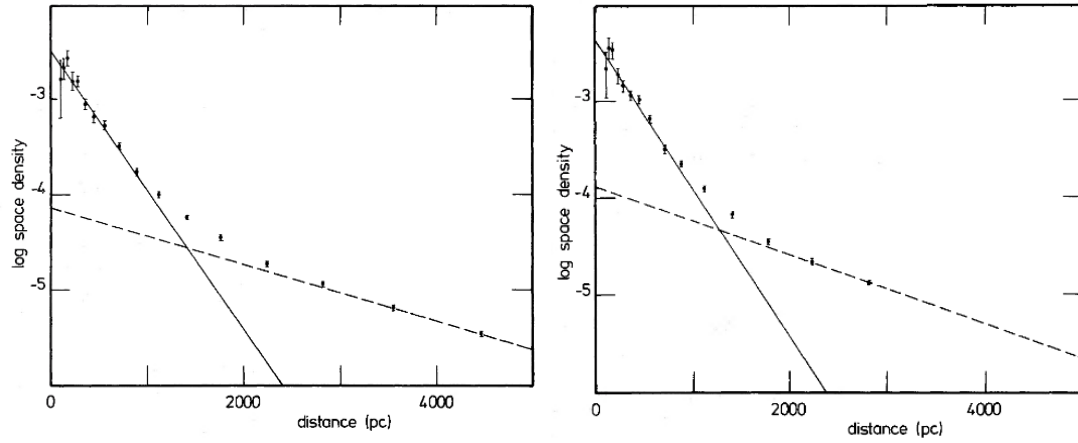


FIGURE 2.3 – Distribution en log de la densité d'étoiles en fonction de la distance au plan galactique pour les observations ainsi que les ajustements de [Gilmore & Reid \(1983\)](#). A gauche, il s'agit des étoiles avec une magnitude absolue visuelle entre 4 et 5 (figure 6a de [Gilmore & Reid \(1983\)](#)). A droite, il s'agit des étoiles avec une magnitude visuelle entre 5 et 6 (figure 6b de [Gilmore & Reid \(1983\)](#)). Dans les deux cas, la ligne continue correspond à un ajustement d'un disque de distribution de densité exponentielle avec une échelle de hauteur de 300 pc et la ligne discontinue correspond à un disque épais avec une échelle de hauteur de 1350 pc.

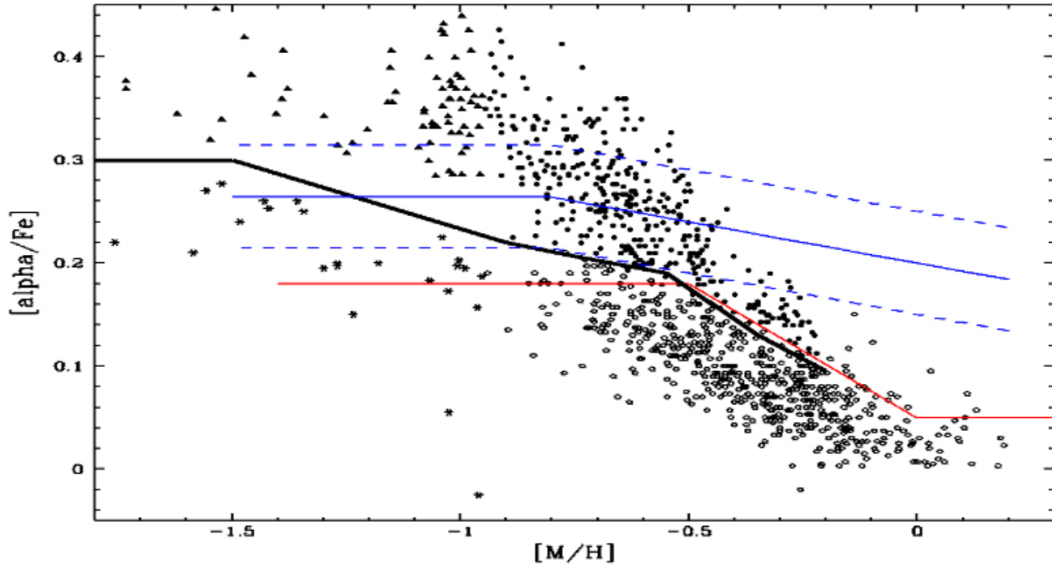


FIGURE 2.4 – Présentation des trois séparations entre disque mince et disque épais dans [Recio-Blanco et al. \(2014\)](#) (figure 12). Les séparations en rouge et en bleu sont respectivement celles de [Lee et al. \(2011\)](#) (effectuée à l’aide d’observation SEGUE [Yanny et al. \(2009\)](#)) et [Adibekyan et al. \(2012\)](#) (effectuée à l’aide d’observation HARPS) la séparation en noire est celle de [Recio-Blanco et al. \(2014\)](#) qui a été faite à l’aide d’observations du grand relevé Gaia-ESO ([Gilmore et al. \(2012\)](#)).

Suivant la manière dont est sélectionné le disque épais, les étoiles le constituant ne sont pas toujours les mêmes. Certaines étoiles peuvent faire partie du disque épais dans certaines définitions de celui-ci mais pas pour d’autres. [Minchev et al. \(2014a\)](#) par exemple montrent qu’une partie des étoiles du disque épais sélectionnées par le critère chimique (celles possédant une abondance en magnésium $[Mg/Fe] > 0.4$) ont une dispersion en vitesse plus proche de celle du disque mince que du disque épais. Cette différence peut aussi s’observer dans l’article d’[Adibekyan et al. \(2012\)](#) où séparation chimique et cinématique donnent des résultats différents (figure 2.5). De même, [Hayden et al. \(2017\)](#) ont observé que le disque épais séparé chimiquement pouvait se retrouver avec des âges qui n’étaient pas différenciables de ceux du disque mince (figures 2.6). Pour pouvoir comparer les différentes études du disque épais, il faut donc garder ce fait en tête.

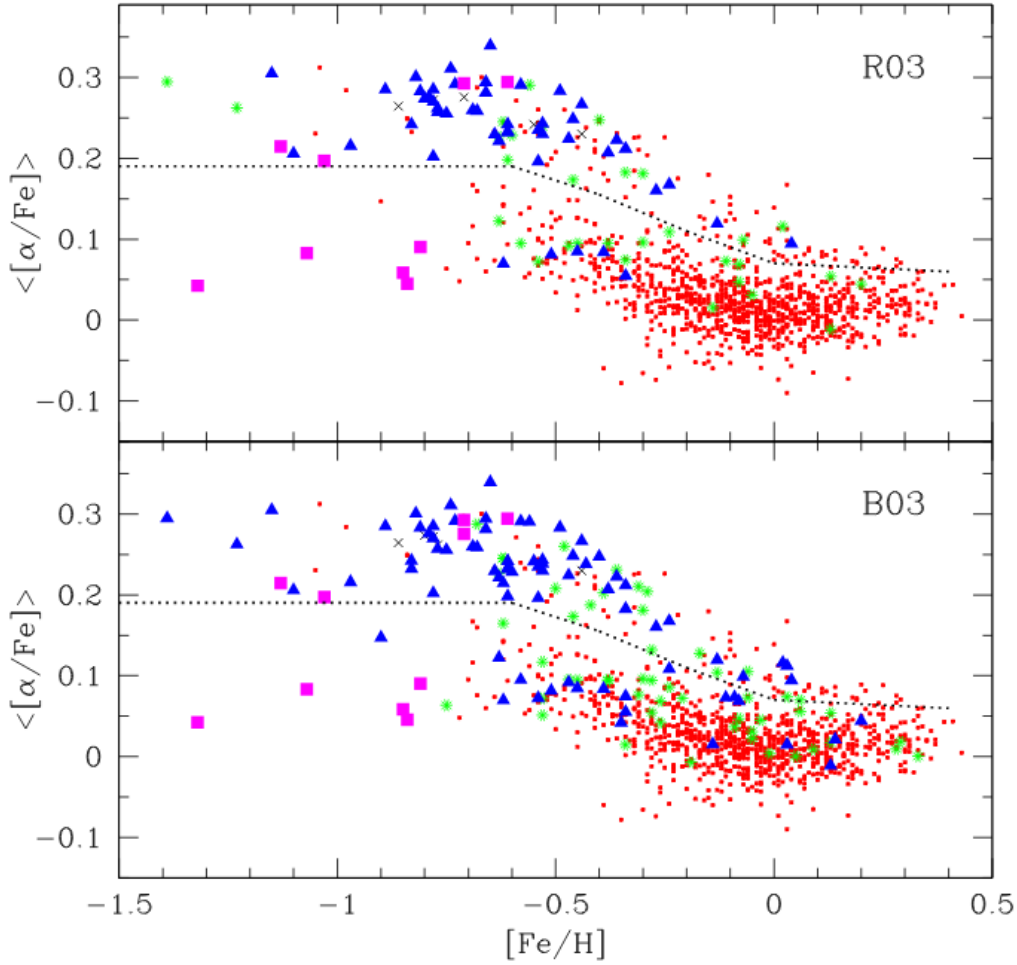


FIGURE 2.5 – Relations entre l’abondance en éléments alpha et la métallicité pour l’échantillon d’étoiles HARPS [Mayor et al. \(2003\)](#) dans l’article d’ [Adibekyan et al. \(2012\)](#). La ligne en pointillé correspond à la séparation chimique entre étoiles de forte abondance en alpha (associée au disque épais) et étoiles de faible abondance en alpha (associée au disque mince). Deux séparations cinématiques entre disque épais et disque mince R03 et B03 ont été appliquées. Les triangles bleus correspondent aux étoiles du disque épais obtenues après ces séparations, les ronds rouges aux étoiles du disque mince les carrés violets aux étoiles du halo. Les astérisques verts sont des étoiles de transition entre disque mince et disque épais tandis que les croix noires sont des étoiles de transition entre disque épais et halo. On observe qu’il peut exister des étoiles séparées cinématiquement comme étant des étoiles du disque épais et du disque mince avec des propriétés chimiques très proches.

L’existence d’un disque épais séparé du disque mince peut également être remise en cause. [Bovy et al. \(2012b\)](#) par exemple n’observent pas, pour le grand relevé SEGUE ([Yanny et al. \(2009\)](#)), de séparation chimique nette de la distribution spatiale des différentes populations ainsi créées mais plutôt une continuité des étoiles les plus riches en métaux aux étoiles les plus pauvres (figure 2.7 et 2.8). Si l’on observe deux populations, c’est à cause des biais de sélection spectroscopique de SEGUE qui favorisent l’observation d’étoiles riches en éléments alpha et pauvres en métaux.

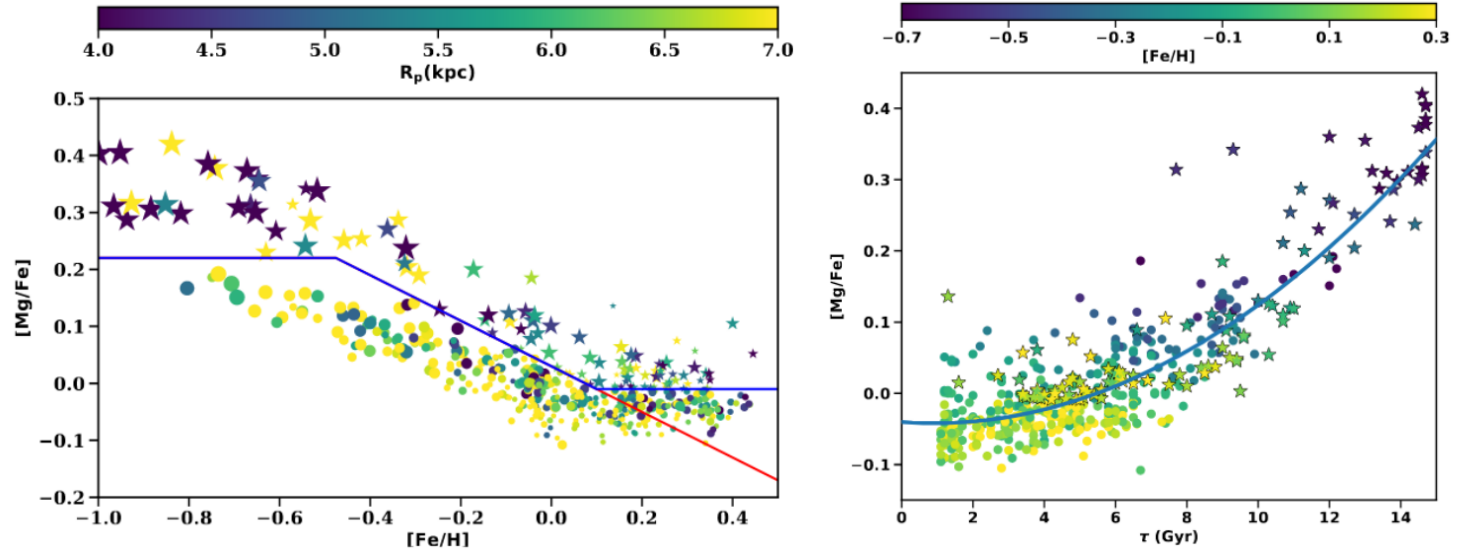


FIGURE 2.6 – A gauche : Relation entre l’abondance en magnésium et métallicité pour les étoiles étudiées par [Hayden et al. \(2017\)](#) (figure 1). La ligne bleue correspond à la séparation entre les étoiles du disque épais (représentées par des étoiles) et du disque mince (représentées par des points). A droite : Relation entre l’abondance en magnésium et l’âge pour les étoiles étudiées par [Hayden et al. \(2017\)](#) (figure 2). Les étoiles du disque épais sont représentées par des étoiles. On remarque qu’il ne semble pas possible de séparer sur ce diagramme les étoiles du disque épais et celles du disque mince.

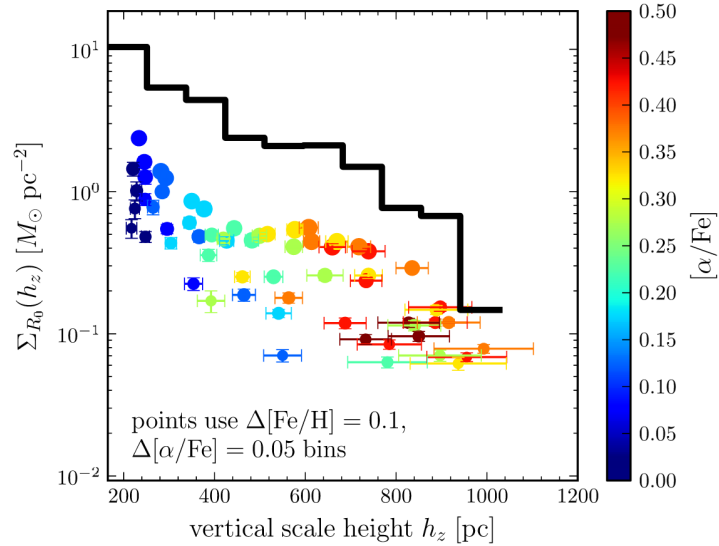


FIGURE 2.7 – Relation entre la densité de surface en masse stellaire ($\Sigma_{R_0}(h_z)$) et l’échelle de hauteur des différentes populations d’étoiles colorées en fonction de leur abondance en éléments alpha dans l’article de [Bovy et al. \(2012b\)](#) (figure 2). On n’observe pas de séparation nette entre les étoiles avec une forte abondance en éléments alpha et celles avec une faible abondance en éléments alpha.

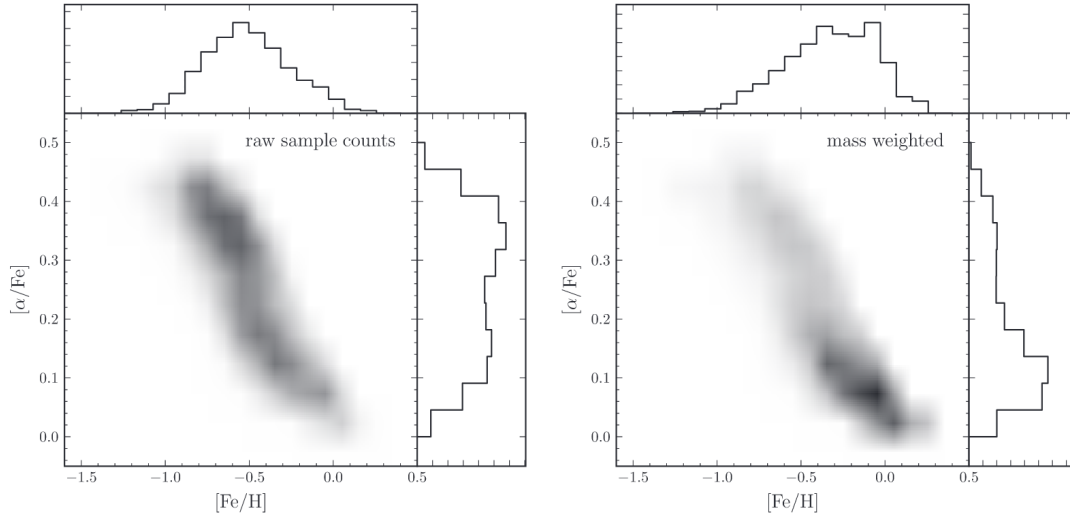


FIGURE 2.8 – Relation entre la métallicité et l’abondance en éléments alpha pour les observations utilisées par [Bovy et al. \(2012b\)](#) avant (à gauche) et après (à droite) que les biais de sélection soient pris en compte (figure 1 de [Bovy et al. \(2012b\)](#)). On remarque qu’après correction des biais de sélection, le pic de la distribution se trouve à métallicité et abondance en éléments alpha solaire.

2.3 Etudes récentes sur le disque épais

Pour mieux comprendre le disque épais, plusieurs équipes de scientifiques ont tenté de découvrir ses propriétés par différentes méthodes. Je vais ici présenter plusieurs articles qui ont tous utilisé des méthodes différentes pour déterminer certains paramètres du disque épais.

Choix des études Ces études ont été choisies pour présenter des résultats récents (le plus vieux date de 2008) aux méthodes, résultats et conclusions diverses. Les études qui donnaient des valeurs aux paramètres du disque épais ont été favorisées.

Jurić et al. 2008

Entre [Gilmore & Reid \(1983\)](#) (abordé paragraphe 2.2) et [Jurić et al. \(2008\)](#), beaucoup de progrès ont été faits dans le domaine de l’observation. Il est possible d’observer beaucoup plus d’étoiles et avec une meilleure précision. [Jurić et al. \(2008\)](#) en est le parfait exemple, il travaille en effet sur 48 millions d’étoiles et sur une zone de 6 500 degrés carrés (à comparer aux 12 500 étoiles sur les 18 degrés carrés de [Gilmore & Reid \(1983\)](#)). Ces étoiles sont observées par le Sloan Digital Sky Survey (SDSS I [York et al. \(2000\)](#)), un grand relevé photométrique qui observe dans le domaine du visible et qui couvrirait alors un quart du ciel observable. La méthode de [Jurić et al. \(2008\)](#) reste quand même très similaire à celle de [Gilmore & Reid \(1983\)](#). En effet, le but est toujours de déterminer les distances et luminosité des étoiles puis de déterminer les distributions des différentes populations de la galaxie qui reproduisent ces observations. La distribution de densité de ces disques est, comme pour [Gilmore & Reid \(1983\)](#), une distribution double exponentielle. L’augmentation de la zone observée permet à [Jurić et al. \(2008\)](#) de déterminer, en plus de l’échelle de hauteur (650 pc), l’échelle de longueur (3 940 pc) et la densité relative entre le disque épais et le disque mince (la densité du disque épais représente environ 10% de celle du disque mince). Les grandes différences entre le disque épais de [Jurić et al. \(2008\)](#) viennent du

fait que l'échantillon d'étoiles de [Gilmore & Reid \(1983\)](#) contenait en plus des étoiles du disque des étoiles du halo qui contaminaient ses résultats. [Jurić et al. \(2008\)](#) tout comme [Gilmore & Reid \(1983\)](#) ne tirent aucune conclusion sur l'implication vis à vis du scénario de formation du disque épais.

De Jong et al. 2010

Dans leur article, [De Jong et al. \(2010\)](#) ont observé un diagramme couleur magnitude sur 12 champs du Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration (SEGUE [Yanny et al. \(2009\)](#)) un grand relevé spectroscopique qui observe sur une bande de fréquence entre 380 et 920 nm. Ces 12 champs sont découpés différemment suivant leur longitude puis redécoupés en champs d'1 degré en latitude chacun. Un catalogue d'étoiles est ensuite simulé à l'aide d'isochrones dont la distribution en masse est, suivant la population concernée, soit celle de [Salpeter \(1955\)](#) (disque mince) soit celle de [Kroupa et al. \(1993\)](#) (disque épais et halo) pour différents jeux de métallicités et d'âges. Le disque épais possédant une métallicité de -0.7 dex et avec une distribution d'âge entre $10.1 < \log[t/\text{yr}] < 10.2$ soit entre 12.6 milliards d'années et 15.8 milliards d'années. La limite en âge du disque épais maximum peut paraître exessive mais elle reste aux incertitudes près en accord avec l'âge de l'univers. [De Jong et al. \(2010\)](#) ont ensuite recherché quels paramètres les distributions de densités d'étoiles devaient avoir afin d'ajuster au mieux les diagrammes couleur magnitude observés. Pour le cas particulier du disque épais [De Jong et al. \(2010\)](#) trouvent une densité d'étoiles au voisinage solaire de $0.005 M_{\odot} / \text{pc}^3$, une échelle de hauteur de 750 pc et une échelle de longueur de 4 kpc (en considérant toujours une distribution de densité en double exponentielle). Les observations étant effectuées en majorité dans des champs où le courant stellaire du sagittaire était présent, un test a été effectué dans les zones où celui ci n'était pas présent, des tests ont également été faits en ne considérant que les deux champs où ce courant stellaire n'était pas présent sans que les paramètres obtenus ne changent drastiquement. [De Jong et al. \(2010\)](#) ne concluent rien sur les implications de leur disque épais sur le scénario de formation de celui ci.

Qu et al 2011

[Qu et al. \(2011\)](#) n'utilisent pas d'observation. Dans leur article ils étudient l'impact des collisions d'une galaxie simulée avec des galaxies naines sur la structure de celle ci. Pour cela, trois galaxies sont testées (la différence entre chacune d'elles étant la quantité de gaz qu'elles possèdent). Ces galaxies sont soumises au maximum à deux collisions de galaxies satellites représentant entre 5 et 10 % de la masse totale de la galaxie étudiée. Au total, 50 simulations ont été lancées. [Qu et al. \(2011\)](#) montrent que le disque après la/les collisions est en général plus étendu qu'avant que ce soit au niveau de la distribution verticale ou radiale. [Qu et al. \(2011\)](#) montrent que la densité verticale du disque épais peut être assimilée à une fonction sécante hyperbolique (de la forme $\rho(R, z) = \rho(R) \times \text{Cosh}(\text{abs}(nZ)/(2.Z_0))^{-2/n}$ les valeurs de n testées étant 1, 2 et $+\infty$, cette dernière équivalant d'après [Qu et al. \(2011\)](#) à une distribution en z exponentielle).

Dans le cas d'un choc non dissipatif, [Qu et al. \(2011\)](#) ont observé que la distribution en densité du disque épais présentait un excès pour des hauteurs galactiques élevées. Dans ce cas, une seule fonction sécante n'est pas suffisante pour reproduire le profil de densité du disque épais, il faut une deuxième sécante pour reproduire les simulations. De plus, dans le cas d'un choc dissipatif (i.e. avec une fraction de gaz non négligeable), [Qu et al. \(2011\)](#) observent l'apparition d'une nouvelle population d'étoiles avec une densité verticale plus mince que la population originaire de la collision. Pour la plupart des cas, les étoiles de la galaxie subissant la collision constituent la majorité des étoiles du disque épais (bien que pour certaines galaxies sans dissipation, l'excès d'étoiles provient en partie de la galaxie satellite). L'échelle de longueur du disque épais après collision est plus grande que celle du disque mince.

Bovy et al. 2012

Dans leur article [Bovy et al. \(2012a\)](#) essayent d'obtenir la densité d'étoiles de différentes populations de la galaxie avec l'aide d'observations spectroscopiques. En utilisant le grand relevé SEGUE ([Yanny et al. \(2009\)](#)), [Bovy et al. \(2012a\)](#) séparent le disque épais de manière chimique mais n'utilisent que 23 767 étoiles (à comparer aux 48 millions de [Jurić et al. \(2008\)](#)).

Avec l'aide de ce grand relevé, [Bovy et al. \(2012a\)](#) séparent le disque en deux populations :

1. Le disque épais dont la métallicité est comprise entre -1.5 et -0.25 dex et dont le rapport d'abondance $[\alpha/\text{Fe}]$ est compris entre 0.25 et 0.50 dex.
2. Le disque mince dont la métallicité est comprise entre -0.3 et 0.25 dex et dont le rapport d'abondance $[\alpha/\text{Fe}]$ est compris entre 0 et 0.25 dex.

Une fois ces populations séparées, [Bovy et al. \(2012a\)](#) déterminent les distances à l'aide des couleurs, magnitudes et métallicités des étoiles. [Bovy et al. \(2012a\)](#) simulent ensuite les populations d'étoiles suivant une combinaison de trois paramètres :

- Un paramètre de densité d'étoiles à une position, une couleur et une métallicité donnée
- la fonction de sélection de SEGUE
- une loi de densité pour la population concernée

[Bovy et al. \(2012a\)](#) testent ensuite deux lois de densité dont une double exponentielle qui sera abordée ici. Ils observent une augmentation des échelles de hauteur et une diminution des échelles de longueur lorsque l'on s'intéresse aux étoiles ayant la plus forte abondance en alpha. [Bovy et al. \(2012a\)](#) en faisant l'hypothèse que l'abondance en alpha est un indice sur l'âge des étoiles en déduisent que la variation des échelles de hauteur/longueur avec l'abondance en alpha peut être interprétée comme une preuve en faveur du scénario de formation intérieur-extérieur (inside-out). Ce scénario de formation du disque épais est un scénario de formation du disque épais par la dynamique propre de Voie Lactée (chauffage par dynamique interne) les étoiles du disque épais commençant à se former en grande majorité dans les zones centrales de la Voie Lactée juste après sa formation, la distribution des zones de formation d'étoiles s'amincissant en hauteur et s'étendant en rayon avec l'âge. Pour un article expliquant en détail le scénario de formation inside-out, voir [Brook et al. \(2012\)](#). En prenant les étoiles du disque épais dans leur ensemble, [Bovy et al. \(2012a\)](#) estiment que les disques épais possèdent une échelle de hauteur de 686 pc et une échelle de longueur de 2.01 kpc.

Cheng et al. 2012

[Cheng et al. \(2012\)](#) considèrent que toutes les étoiles possédant une abondance en éléments alpha supérieure à 0.2 dex font partie du disque épais. Partant de cette hypothèse, en mesurant le ratio d'étoiles faisant partie du disque mince par rapport aux étoiles du disque épais et en fixant les distributions en hauteur des deux disques, [Cheng et al. \(2012\)](#) essayent de chercher la combinaison de densités qui recrée les ratios observés en modifiant uniquement les échelles de longueur des disques épais et mince. Cette recherche se fait en observant pour 5620 étoiles de SEGUE situées à un rayon galactique entre 6 et 16 kpc et entre 0.15 et 1.5 kpc au dessus du plan galactique. [Cheng et al. \(2012\)](#) trouvent une échelle de longueur pour leur disque épais d'1.8 kpc pour une échelle de longueur du disque mince de 3.4 kpc le tout avec une barre d'erreur assez importante. Pour [Cheng et al. \(2012\)](#), le fait que le disque épais possède une échelle de longueur plus petite que celle du disque mince est en faveur d'un scénario de formation du disque épais par apport externe de gaz, cette petite échelle de longueur excluant les scénarios de formation du disque épais due par migration radiale tout en étant en accord avec les scénarios de formation par accréation de gaz.

Snaith et al 2014

Snaith et al. (2014) utilisent les valeurs des abondances chimiques de 281 étoiles naines de type spectral F,G et K du catalogue HARPS (**Adibekyan et al. (2012)**). Puis, se basant sur les déterminations des âges des étoiles du disque épais de **Haywood et al. (2013)** , ils observent les relations entre l'abondance en silicium (un des éléments alpha) et l'âge des étoiles (voire figure 2.9). Le fait d'avoir les propriétés chimiques et l'âge de ces étoiles permet de séparer chimiquement et par âge le disque mince et le disque épais. **Snaith et al. (2014)** font ensuite les hypothèses suivantes :

- la fonction de masse initiale de toutes les populations de la Galaxie est celle de **Kroupa (2001)**
- le disque interne (défini comme la partie du disque de la galaxie composé d'étoiles à moins de 10 kpc du centre galactique) s'est accru tôt dans l'histoire de formation de la galaxie
- l'abondance chimique en métaux de la Voie Lactée est homogène et quasi nulle au début de son histoire

En acceptant ces hypothèses, **Snaith et al. (2014)** utilisent un modèle d'enrichissement chimique pour tenter de retrouver l'histoire du taux de formation d'étoiles du disque épais qui redonnerait les relations âge abondance en silicium. Ils trouvent un disque épais avec un taux de formation d'étoiles qui augmente à partir 13 milliards d'années et devient quasi constant entre 12.5 et 9.5 milliards d'années avec une valeur d'approximativement $12 \pm 5 M_{\odot} / \text{ans}$ (figure 2.10). Ce taux de formation décroît subitement à partir de 9.5 milliards d'années jusqu'à devenir environ quatre fois plus faible pour le taux de formation du disque mince. En observant le taux de formation du disque épais, sa relation âge métallicité et en supposant que l'échelle de longueur du disque épais est celle de **Bovy et al. (2012a)**, **Snaith et al. (2014)** concluent que le disque épais correspond à 47% de la masse en étoiles de la Voie Lactée située dans un rayon de 10 kpc autour du centre galactique. Selon **Snaith et al. (2014)**, la forte valeur de ce taux de formation couplée avec la forte densité d'étoiles du disque épais impliquent que la quantité de gaz de la Voie Lactée au moment de la formation était assez importante, allant dans le sens d'une origine du disque épais par accrétion de gaz. Il faut noter que **Snaith et al. (2014)** considérant que les étoiles du disque épais sont les étoiles de plus de 8 milliards d'années, il existe quelques étoiles qui ont les propriétés chimiques d'un disque épais mais qui sont tout de même considérées comme faisant partie du disque mince.

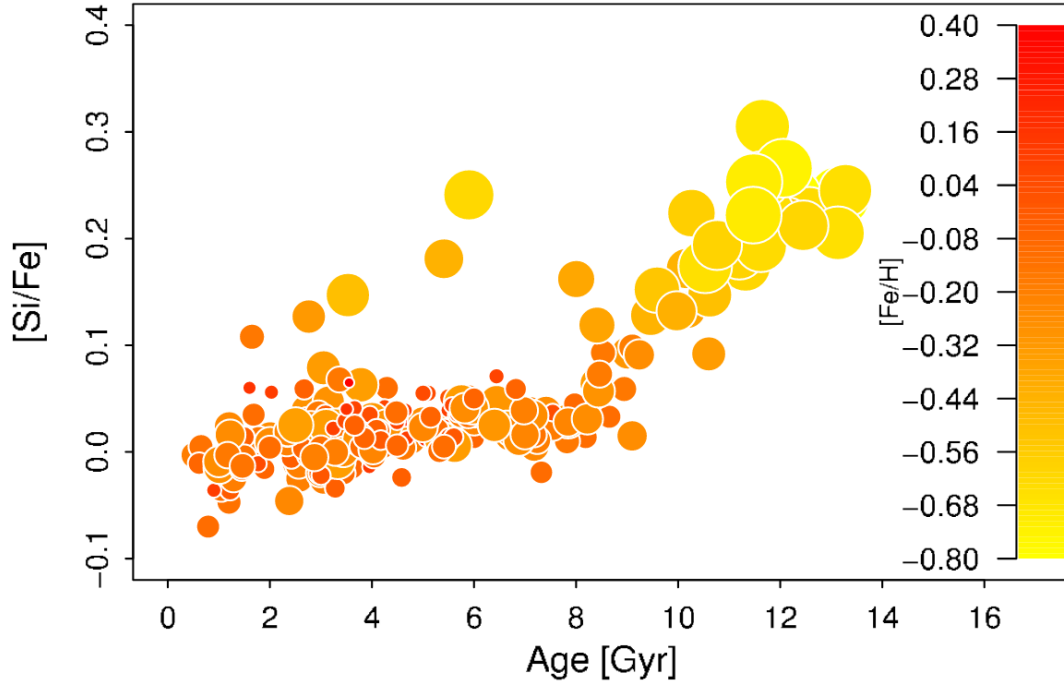


FIGURE 2.9 – Relation entre les âges et abondance en silicium pour l'échantillon d'étoiles de [Snaith et al. \(2014\)](#) (figure 1).

Li & Zhao (2017)

[Li & Zhao \(2017\)](#) utilisent un disque épais qui est séparé cinématiquement. En se concentrant sur les géantes mesurées avec le plus de précision, du grand relevé LAMOST DR3⁴ (un grand relevé spectroscopique qui couvre les longueurs d'ondes entre 370 et 900 nm), [Li & Zhao \(2017\)](#) séparent les 35 000 étoiles conservées cinématiquement. Ensuite, en faisant l'hypothèse que le disque épais est à l'équilibre dynamique, ils réécrivent les équations de Jeans qui relient la densité d'une population d'étoiles par rapport à la cinématique de cette population pour un point de la galaxie. Ces équations réécrites seront ensuite utilisées pour séparer disque mince et disque épais. En supposant que la fonction de densité du disque épais est en double exponentielle, [Li & Zhao \(2017\)](#) trouvent une échelle de longueur de 3 kpc et une échelle de hauteur de 900 pc. [Li & Zhao \(2017\)](#) observent également les relations entre la métallicité des étoiles et leur position dans l'espace. La métallicité moyenne du disque épais augmentant en effet de 0.035 ± 0.010 dex tous les kpc (figure 2.11) suivant leur rayon galactique.

La formation d'un disque épais par la turbulence créée par des processus dynamiques internes du disque (turbulence, mélange radial) entraînant une homogénéisation du disque épais, [Li & Zhao \(2017\)](#) écartent donc cette hypothèse. Cette relation est cependant assez faible et reste controversée. ([Cheng et al. \(2012\)](#)) par exemple, ne trouvent pas de variation de métallicité avec le rayon galactique .

4. <http://dr3.lamost.org/>

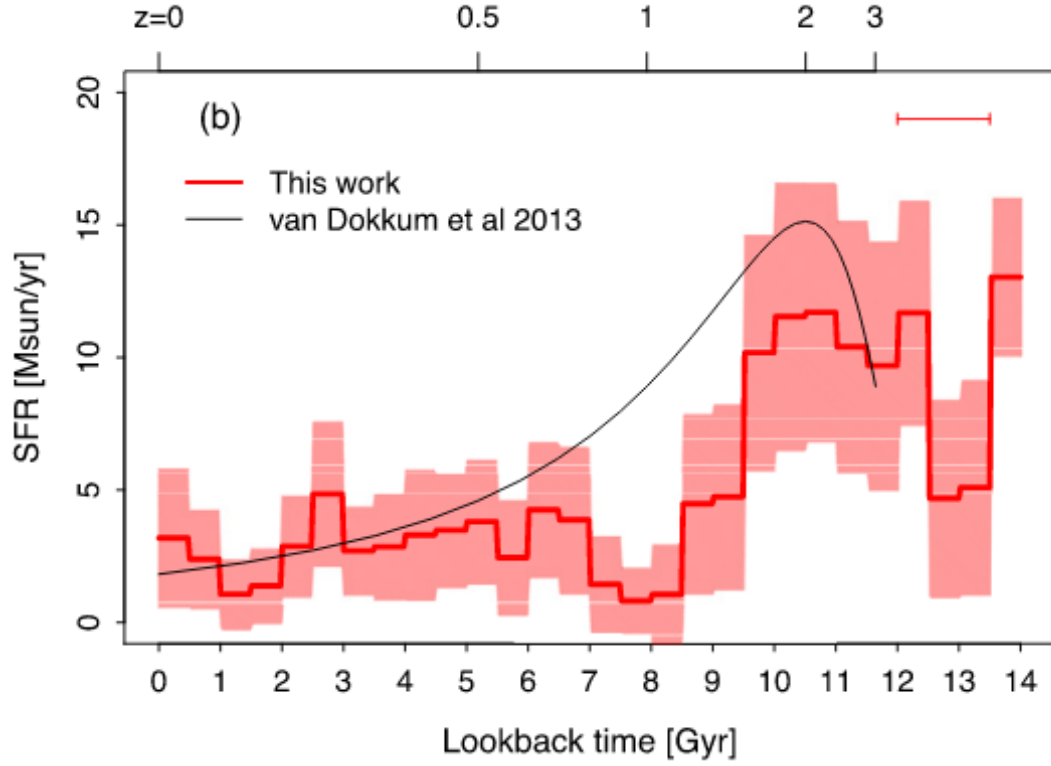


FIGURE 2.10 – Evolution du taux de formation des étoiles dans l’article de [Snaith et al. \(2014\)](#) (figure 2 b). Le taux de formation stellaire a été normalisé de sorte que la masse des étoiles formées dans le disque (épais et mince) soit de $5 \times 10^{10} M_{\odot}$ la barre d’erreur tracée correspond à une barre d’erreur d’ 1σ .

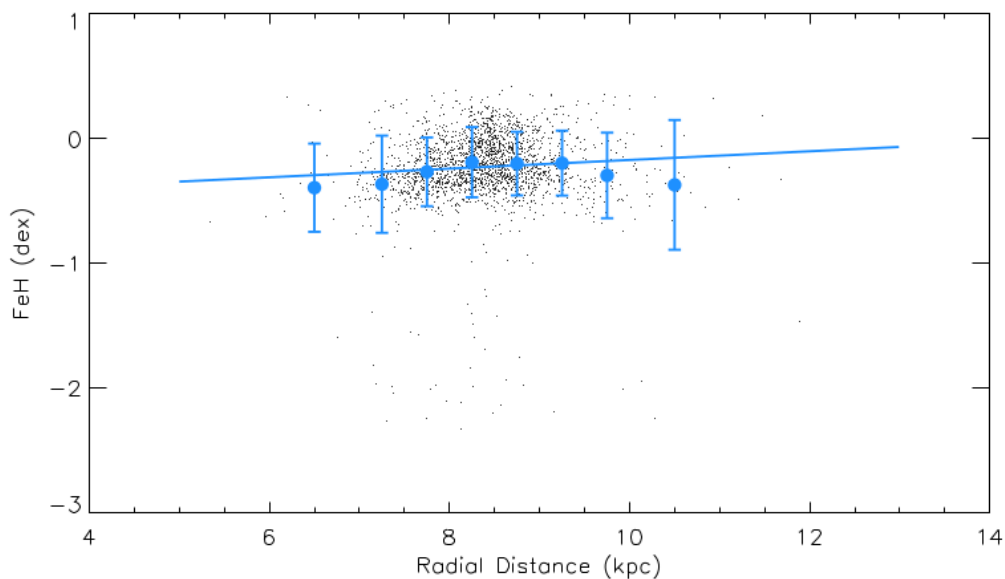


FIGURE 2.11 – Relation entre le rayon galactique et la métallicité pour les étoiles du disque épais de [Li & Zhao \(2017\)](#) (figure 9).

2.4 Des difficultés à comparer les résultats du disque épais

Les études présentées précédemment ne sont qu’une petite partie du nombre total d’études effectuées sur le disque épais. Le but était de présenter des travaux relativement récents, avec des méthodes de contraintes assez diverses. De nombreux autres travaux (par ex ([Duong et al. \(2018\)](#)), [Minchev et al. \(2012\)](#), [Kordopatis et al. \(2011\)](#), [Robin et al. \(1996\)](#) ...) ont été effectués sur le disque épais qui peuvent avoir des résultats tout aussi variés que ceux présentés dans la section précédente.

Lorsque l’on veut comparer ces différents résultats pour le disque épais, un problème de taille vient se présenter : les différents articles distinguent rarement le disque épais de la même manière. Comme cela a été énoncé au début de ce chapitre, il existe différentes manières de sélectionner le disque épais, mais, en plus de ces différents découpages, une méthode de sélection (par exemple la sélection chimique) peut être différente d’un article à l’autre. Si la séparation disque épais de [Cheng et al. \(2012\)](#) est assez proche de celle de [Bovy et al. \(2012a\)](#), ce n’est pas le cas pour d’autres articles ([Haywood et al. \(2013\)](#)) qui le séparent également chimiquement. De plus les disques minces de [Cheng et al. \(2012\)](#) et de [Bovy et al. \(2012a\)](#) sont assez différents alors que le disque mince de [Cheng et al. \(2012\)](#) est un paramètre qui est utilisé dans le processus d’ajustement du disque épais.

Pour ces raisons, il est très difficile de comparer deux disques épais d’articles différents. Plusieurs articles ([Allende Prieto et al. \(2016\)](#), [Hayden et al. \(2017\)](#)) ont eux aussi mis en évidence ces difficultés.

Une comparaison qualitative des différents résultats est tout de même réalisable. En effet, la majorité des articles présentés montrent qu’il est possible de déduire certaines propriétés du disque épais ou des indices sur son histoire à partir des relations entre la métallicité moyenne du disque épais et le rayon

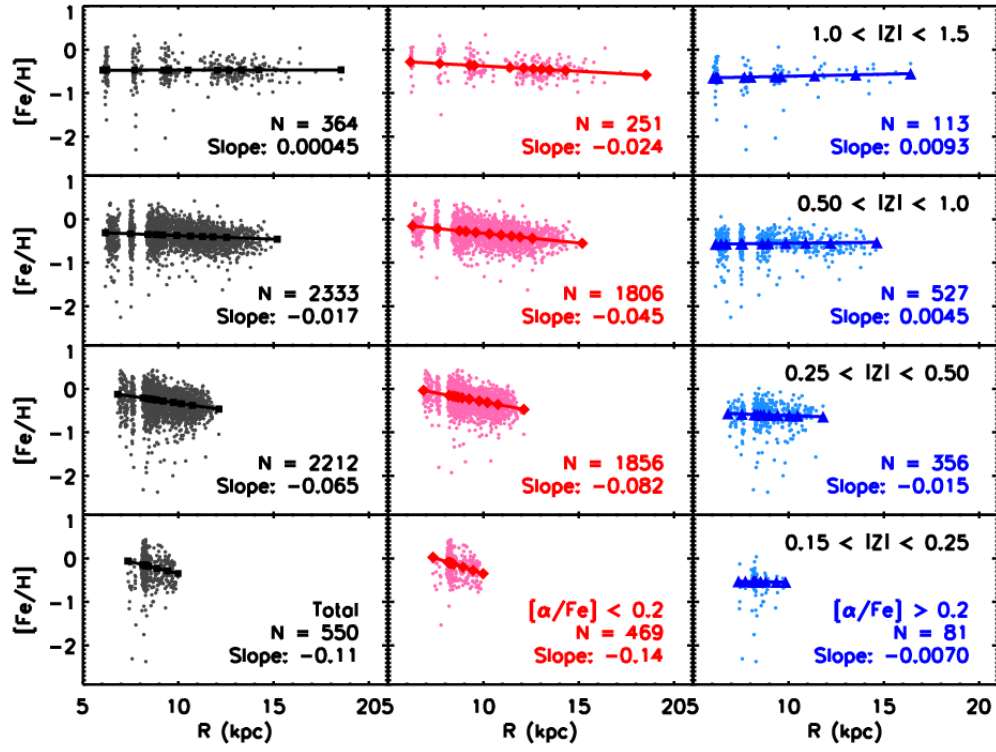


FIGURE 2.12 – Relation entre le rayon galactique et la métallicité pour les étoiles de [Cheng et al. \(2012\)](#) (figure 3). Les étoiles sont séparées en fonction de leur éloignement au plan galactique. En noir, il s’agit de la totalité des étoiles aux hauteurs concernées, en rouge le disque mince et en bleu de disque épais. On observe que la métallicité du disque épais ne semble pas varier avec le rayon galactique

galactique, entre les différentes échelles de longueur du disque épais et du disque mince ou des relations entre âge et métallicité. Le tableau 3.1 résume les résultats présentés précédemment dans ce but.

Article	Séparation	Paramètres obtenus			Scenario de formation retenu
Jurić et al. (2008)	géométrique	hh (650)	hl (3940)		aucun
De Jong et al. (2010)	chimique	hh (750)	hl (4000)	densité au voisinage solaire ($0.005 M_{\odot} / \text{pc}^3$)	aucun
Qu et al. (2011)	âge	simulation résultats qualitatifs			collision avec des galaxies satellites
Bovy et al. (2012a)	chimique	hh (686)	hl (2010)		formation intérieure-extérieure
Cheng et al. (2012)	chimique		hl (1800)		formation par accréation de gaz
Snaith et al. (2014)	âge	taux de formation stellaire ($12 \pm 5 M_{\odot} / \text{ans}$ entre 9.5 et 12.5 milliards d'années)			formation par accréation de gaz
Li & Zhao (2017)	chimique	hh (900)	hl (3000)	relation métallicité rayon galactique ($0.035 \pm 0.010 \text{ dex/kpc}$)	écartent le scénario de formation du disque épais par processus de dynamique interne de la Galaxie

TABLE 2.2 – Tableau récapitulatif des résultats des articles présentés dans toute cette section. Les hl et hh sont en pc

Partie 3

Présentation des outils et de la méthode

Afin d'étudier la structure et la formation du disque épais de notre Galaxie, j'ai utilisé le modèle de la Galaxie de Besançon. Ce modèle permet en effet de simuler des distributions en couleur et magnitude d'étoiles qui sont ensuite comparées à des grands relevés photométriques (2MASS ([Skrutskie et al. \(2006\)](#)) et SDSS III [Eisenstein et al. \(2011\)](#)). La distribution en étoiles du disque épais de ces simulations est ensuite modifiée à l'aide d'une chaîne de Markov Monte-Carlo (MCMC) sur le même principe que [Robin et al. \(2014\)](#).

3.1 Le Modèle de la Galaxie de Besançon

Le Modèle de la Galaxie de Besançon (BGM) est un modèle de synthèse de population d'étoiles développé à Besançon et qui simule statistiquement le contenu en étoiles de notre galaxie. Concrètement, il est possible de recréer la distribution en étoiles d'une zone du ciel donnée. Cela peut être soit une distribution des paramètres globaux des étoiles (position, température effective, gravité de surface, abondances chimiques...) ou une distribution des paramètres observables (couleurs, magnitudes, cinématique...). Les distributions de ces étoiles dépendent de deux types de paramètres :

- Les paramètres de la structure de la Voie Lactée c'est à dire :
 - Des hypothèses sur la structure de la Voie Lactée à partir des lois de densité, des distributions en vitesse et en métallicité des quatre populations présentées dans la section 2.1 utilisées pour estimer la densité en étoiles dans les zones simulées ainsi que la distribution en masse métallicité et abondance en alpha des étoiles de cette zone.
 - Des hypothèses sur l'histoire de ces quatre populations et en particulier leur historique de formation stellaire.
- Les paramètres des étoiles la Voie Lactée.
 - Une grille de modèle d'évolution stellaire (dans le cas du de la nouvelle version du BGM utilisé ici, il s'agit de STAREVOL [Lagarde et al. \(2017\)](#)) qui permet à partir de la masse, la métallicité ($[M/H]$) l'âge et l'abondance en alpha ($[\alpha/Fe]$) d'une étoile d'obtenir sa température effective (Teff) gravité de surface ($\log(g)$), les abondances de nombreux éléments chimiques, les paramètres astéroisismologiques ...
 - Une grille de modèles d'atmosphères (Ici il s'agit de la grille de modèle d'atmosphère Basel 3 [Westera et al. \(2002\)](#)) qui donne les couleurs et magnitudes des étoiles dans différentes bandes photométriques. Ces couleurs et magnitudes dépendent de Teff, de $\log(g)$, de $[M/H]$ et de $[\alpha/Fe]$.

L'utilisation de ces grilles pour obtenir des paramètres est globalement la même. Une grille est définie par :

- les paramètres que l'on a (paramètres d'entrée)

- les paramètres que l'on recherche (paramètres de sortie)

On aura donc une liste de points chacun avec des paramètres d'entrée et de sortie. Avant d'utiliser la grille, une étoile avec des paramètres d'entrée est simulée. Avec ces paramètres, on recherche dans la grille les points de la liste qui possèdent les paramètres d'entrée voisins. A partir des paramètres de sortie de ces points, on peut déterminer par interpolation les paramètres de sortie de l'objet que l'on a simulé. Pour la grille d'évolution stellaire les paramètres d'entrée sont : la masse, l'âge, et la composition chimique initiale.

Les paramètres de sortie sont : la Teff, le $\log(g)$ le rayon les paramètres astéroisismologiques, les abondances chimiques spécifiques (He, C, N, O ...) et la phase évolutive de l'étoile.

Pour la grille de modèle d'atmosphère les paramètres d'entrée sont la Teff, le $\log(g)$, la métallicité et l'abondance en éléments alpha.

Les paramètres de sortie sont les couleurs et magnitudes dans différents systèmes photométriques.

3.1.1 Fonctionnement global du modèle

La simulation d'un catalogue d'étoiles du BGM se fait en différentes étapes.

Tout d'abord, on calcule la quantité de masse de gaz transformé en étoiles à partir du taux de formation d'étoiles et de la loi de densité aux âges considérés pour les différentes populations de la Voie Lactée simulées par le modèle. Cette quantité de gaz sera répartie dans des éléments de volume et d'âge. Le gaz de ces éléments de volume est retiré petit à petit pour former des étoiles. La masse des étoiles simulées (et par conséquent la quantité de gaz retirée de l'élément de volume) dépend de la fonction de masse initiale de la population concernée.

La métallicité et l'abondance en éléments alpha sont également tirées suivant une loi de distribution propre à chaque élément de volume. Ces distributions dépendent de la population concernée et de l'âge des étoiles simulées. Il peut exister pour certaines populations des gradients en métallicité suivant l'éloignement au plan galactique et le rayon galactique. La masse des étoiles est quand à elle tirée au hasard suivant la fonction de masse initiale de la population concernée (voir section 3.3). On recherche ensuite les caractéristiques des étoiles ainsi générées dans la grille de modèle d'évolution stellaire. Deux solutions sont alors possibles.

- Soit il existe une solution pour la masse, l'âge la métallicité et l'abondance en alpha de l'étoile concernée. Dans ce cas, elle sera simulée et ses autres paramètres (température, $\log(g)$, rayon, abondances chimiques vitesse ...) seront déterminés.
- Soit il n'existe pas de solution (généralement parce que l'âge de l'étoile tirée dépasse la durée de vie d'une étoile pour la masse, la métallicité et l'abondance en alpha concernée). Dans ce cas, on considérera que la masse de l'étoile sera bloquée dans l'étoile en fin de vie⁵.

Ce tirage est répété jusqu'à ce que la masse restante soit inférieure à la masse de l'étoile que l'on veut tirer. En tenant compte de la probabilité, il est quand même possible que ce gaz soit utilisé pour former une étoile. Les couleurs et magnitudes dans différents systèmes photométriques sont simulées à partir des différents paramètres de la surface des étoiles (Teff, $\log(g)$, [Fe/H]...) à l'aide de modèles d'atmosphère pour différents systèmes photométriques. L'extinction supposée entre l'étoile et l'observateur vient modifier les couleurs et magnitudes ainsi créées.

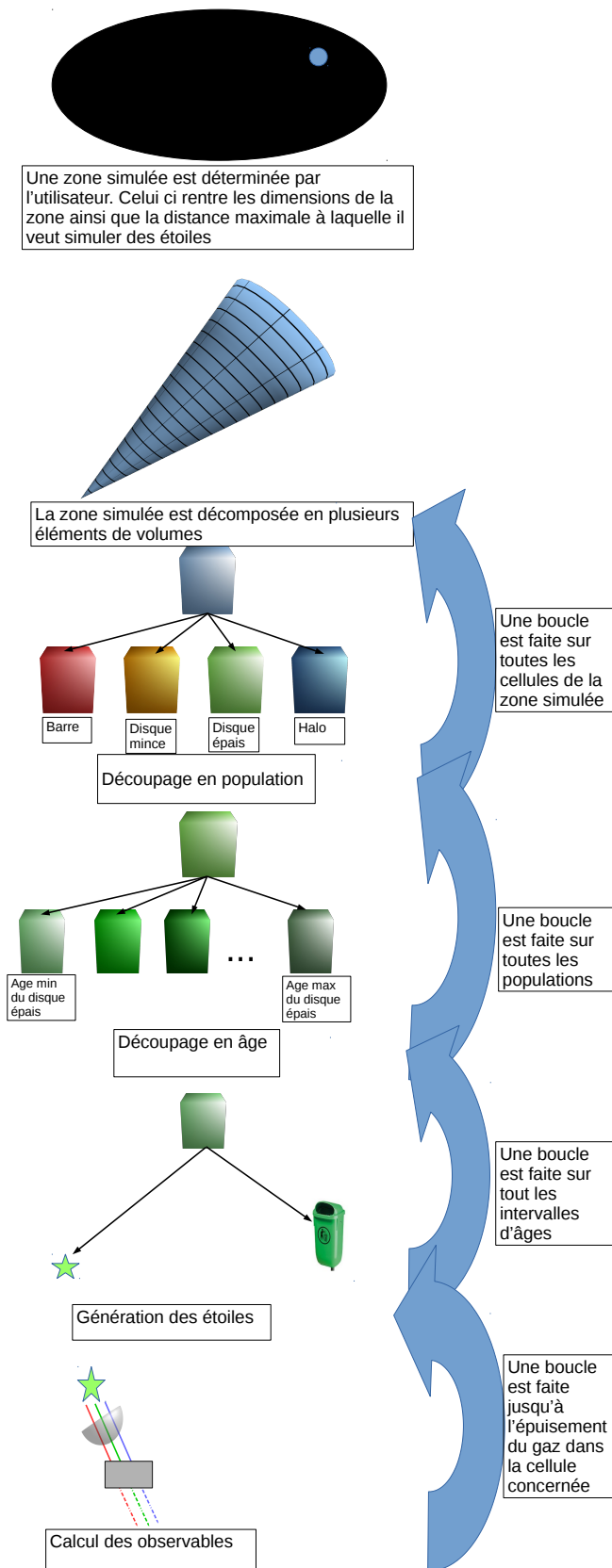
Dans ma thèse, on considère que l'extinction évolue avec la distance selon une fonction fixée par l'utilisateur.

5. Dans cette version, le gaz éjecté par les étoiles n'est pas traité. Les étoiles au stade évolutif de naine blanche ne seront donc pas suivies.

On utilise la loi de [Cardelli et al. \(1989\)](#) pour déterminer la valeur qu'aura l'extinction aux différentes longueurs d'ondes utilisées. Il est possible de rajouter des erreurs d'observations pour la plupart des paramètres observables (couleurs, magnitudes, cinématique, $\log(g)$, T_{eff} ...). Ces erreurs seront des modifications de la valeur simulée rajoutée aléatoirement suivant une distribution gaussienne dont la largeur à mi hauteur sera déterminée par l'utilisateur (généralement en se basant sur les relations entre erreurs et magnitude dans les observations). Si les couleurs et magnitudes de l'étoile sont dans les bornes définies par l'utilisateur, l'étoile ainsi simulée est ajoutée au catalogue. Une fois que toutes les étoiles sont générées dans une zone du ciel donnée, le processus est répété dans la zone suivante et ce jusqu'à ce que toutes les zones soient simulées. La figure 3.1 illustre le fonctionnement du BGM.

Binarité Toutes les étoiles simulées par le BGM possèdent une probabilité d'être des systèmes binaires. Ainsi, au moment de la simulation d'une étoile, celle ci peut se voir attribuer un compagnon. Deux cas sont alors possible. Soit les étoiles du système binaire sont assez éloignées l'une de l'autre pour être observées séparément dans ce cas, le compagnon de l'étoile sera ajouté au catalogue. Soit les étoiles sont trop proches l'une de l'autre pour être distinguées et dans ce cas, on calcule la magnitude et la couleur de la binaire non résolues à partir de la somme des flux des deux étoiles.

Les métallicités, cinématiques (on néglige les mouvement orbitaux) et âges des deux étoiles binaires sont supposées identiques. Mis à part ça, le compagnon est simulé de la même manière qu'une étoile standard.



28 FIGURE 3.1 – Schéma illustrant la génération des étoiles du modèle de la galaxie de Besançon.

3.1.2 Un nouveau disque épais pour le BGM

De nombreuses modifications ont été apportées sur la manière dont le disque épais est simulé ces dernières années. Précédemment (par exemple dans [Czekaj et al. \(2014\)](#)) le disque épais était simulé uniquement à l'aide d'un seul isochrone.

On considérait alors un disque épais qui s'était formé sur un temps très court et à un âge fixé (voire deux pour le cas du disque épais double de [Robin et al. \(2014\)](#)), la métallicité du disque épais était elle aussi fixée. De plus, les étoiles de ce disque épais n'étaient jamais des étoiles binaires.

Ce disque épais était simulé différemment car les anciens modèles d'évolution stellaire (contrairement à STAREVOL) ne simulaient les étoiles qu'avec une seule abondance en alpha. Pour ces raisons, les isochrones de [Bergbusch & Vandenberg \(1992\)](#), qui existaient avec des abondances en alpha différentes, ont été utilisés.

Le fait de passer d'isochrones à des trajets évolutifs retire ces limitations et nous permet d'explorer des paramètres comme la distribution en âge du disque épais.

Ce changement est aussi appliqué pour le halo et pour le bulbe.

Apport du modèle STAREVOL En plus de permettre de simuler le disque épais avec une grille de modèle d'évolution stellaire et de simuler les étoiles de manière plus réaliste, le modèle STAREVOL nous permet d'avoir de nombreux paramètres que les précédentes grilles de modèle ne possédaient pas tels que les abondances chimiques spécifiques, les paramètres asterosismologiques et le stade évolutif. Ces paramètres sont d'une grande aide pour l'étude des grands relevés récents les plus précis, que ce soit les grands relevés spectroscopiques (SEGUE, APOGEE, Gaia-ESO [Gilmore et al. \(2012\)](#), RAVE, LAMOST) qui nous donnent les abondances chimiques ou les grands relevés nous donnant des paramètres asterosismologiques (Kepler, Corot).

3.2 Les grands relevés 2MASS et SDSS

Lors de ma thèse, j'ai essentiellement travaillé avec deux grands relevés photométriques, le Two Micron All Sky Survey (2MASS, [Skrutskie et al. \(2006\)](#)) et le Sloan Digital Sky Survey (SDSS III [Eisenstein et al. \(2011\)](#)).

3.2.1 2MASS

Le grand relevé 2MASS est un des premiers grands relevés observant la quasi totalité (99.5 %) du ciel. Ces observations sont faites à l'aide de deux télescopes un premier situé aux Etats-Unis au mont Hopkins (état de l'Arizona) le second est situé à Cerro Tololo au Chili. Ces observations donnent la position des étoiles dans le ciel à 0.1 seconde d'arc et une résolution de 0.8 seconde d'arc. Les étoiles de 2MASS de magnitude inférieure à 8 sont saturées. Ces observations sont faites dans trois bandes photométriques : la bande J (centrée sur $1.25 \mu\text{m}$), la bande H (centrée sur $1.65 \mu\text{m}$) et la bande K_s (centrée sur $2.16 \mu\text{m}$). Ce grand relevé présente plusieurs avantages. Tout d'abord, il est, en fonction des bandes photométriques, complet entre 99 et 99.95 % pour des magnitudes $J < 15 \text{ mag}$; $H < 15.1 \text{ mag}$ et $K_s < 14.3 \text{ mag}$. De plus, le fait que les bandes photométriques soient des bandes de l'infrarouge proche, c'est à dire des longueurs d'onde où l'extinction est assez faible (Celle ci vaut au maximum le tiers de l'extinction dans le domaine visible [Cardelli et al. \(1989\)](#) figure 3) nous permet de mieux observer les zones où l'extinction est importante et donc d'étudier des champs à basse latitude galactique.

3.2.2 SDSS

Le grand relevé SDSS III est un grand relevé photométrique qui a observé une zone du ciel de 31 637 degrés carrés (le ciel fait 41 253 degrés carrés), majoritairement dans l'hémisphère nord (avec le télescope de la fondation Sloan à l'observatoire Point Apache) avec tout de même quelques observations dans l'hémisphère sud (avec le télescope Iréné du Pont à l'observatoire de Las Campanas au Chili). Ces observations donnent une précision sur la position des étoiles de 0.1 seconde d'arc, dans le visible aux bandes photométriques u (355,1 nm catalogue à 95 % complet jusqu'à la magnitude 22.0) g (468,6 nm, catalogue à 95 % complet jusqu'à la magnitude 22.2) r (616,5 nm catalogue à 95 % complet jusqu'à la magnitude 22.2) i (748,1 nm 95 % complet jusqu'à la magnitude 21.3) et z (893,1 nm 95 % complet jusqu'à la magnitude 20.5). Bien que les observations SDSS soient plus profondes que 2MASS, le fait que ces observations soient dans le visible, à des longueurs d'ondes où l'extinction est plus importante que pour l'infrarouge des observations 2MASS rend l'utilisation des observations SDSS réellement avantageuse par rapport à 2MASS dans les zones où l'extinction est faible (typiquement des zones où la latitude galactique est élevée).

3.2.3 Utilisations des relevés photométriques pour déterminer les propriétés du disque épais

Les observations 2MASS et SDSS ne permettent aucune des séparations du disque épais listé 2.1. Si le modèle fait la distinction entre les étoiles générées par le disque épais et celles générées par d'autres populations, c'est un diagramme couleurs magnitudes combinant les contributions de toutes les populations stellaires qui est comparé. Ces couleurs et magnitudes dépendent des différentes propriétés des étoiles (âge, [M/H], stade évolutif...). Or, grâce à la synthèse de population, il est possible de déterminer statistiquement les caractéristiques d'une population donnée et grâce à cela d'obtenir les distributions en couleurs et magnitudes spécifiques à cette population. Ces distributions pourront ensuite être comparées aux distributions en couleurs et magnitude observées.

3.3 Méthodologie de l'ajustement

Le but des travaux effectués pendant ma thèse a été de trouver la distribution de densité et l'histoire du taux de formation d'étoiles qui reproduisent le mieux des observations photométriques 2MASS et SDSS. Dans cette section, je vais donc présenter la méthode qui sera celle utilisée tout au long de ma thèse. Puis, je vais présenter les paramètres régissant la distribution en étoiles du disque épais et modifiés par cette méthode d'ajustement. La façon dont cette méthode est utilisée est basée sur [Robin et al. \(2014\)](#).

3.3.1 Méthode utilisée

La distribution en couleurs et magnitudes des étoiles du disque épais dans les simulations dépend fortement de la fonction de densité et de l'histoire du taux de formation stellaire de celui-ci. Une modification de ces distributions se répercute dans le diagramme couleurs magnitudes.

En utilisant la méthode de Monte-Carlo par chaîne de Markov, il est possible d'explorer rapidement l'espace des paramètres du modèle ce qui permet de modifier rapidement ces distributions afin de trouver celles qui font le mieux correspondre les simulations aux observations.

Ajustement du diagramme couleurs magnitudes

Les comparaisons entre simulations et observations sont faites de la manière suivante :

- Chaque champ est découpé en intervalles de couleurs et magnitudes (voir figure 3.2). Les étoiles observées et simulées dans chacune des cases ainsi créées sont comptées. La largeur des cases de couleurs et magnitudes sera toujours la même (0.05 mag en couleur et 1 mag en magnitude). Pour SDSS, le système photométrique utilisé est le système ugriz. Les magnitudes sont les magnitudes r (entre 16 et 20 dex) et les couleurs sont en $g-r$ (entre 0.2 et 1.3 mag). Pour 2MASS, le système photométrique utilisé est le système Johnson. Les magnitudes sont les magnitudes K (entre 8 et 14 mag) et les couleurs sont en $J-K$ (entre 0.2 et 1.0 mag).
- L'écart entre le nombre d'étoiles simulées (N_{sim}) et observées (N_{obs}) est ensuite calculé. Pour chaque case, cet écart est mesuré à l'aide du logarithme de la vraisemblance réduite (Appendice C de [Bienayme et al. \(1987\)](#)) dont la valeur est la suivante : $lr = N_{sim} - N_{obs} + N_{sim} \times \log\left(\frac{N_{obs}}{N_{sim}}\right)$. Cette valeur est préférée à la méthode des moindres carrés car elle permet de mieux prendre en compte les cases de couleurs et magnitudes les plus faiblement peuplées. En effet, pour un même écart entre observations et simulations en nombre d'étoiles, la valeur de la vraisemblance réduite sera plus importante en valeur absolue pour les écarts en proportion les plus importants (voir figure 3.3).
- Une fois que cette valeur est obtenue pour toutes les cases des champs visés, la somme des lr est faite pour obtenir Lr le logarithme de la vraisemblance réduite total. Cette valeur toujours négative se rapproche de 0 lorsque la différence entre observations et simulations diminue. Pour nous permettre de distinguer les contributions de chaque champ (et ainsi de pouvoir étudier les spécificités des champs particulièrement mal ajustés), une vraisemblance réduite par champ est elle aussi calculée.

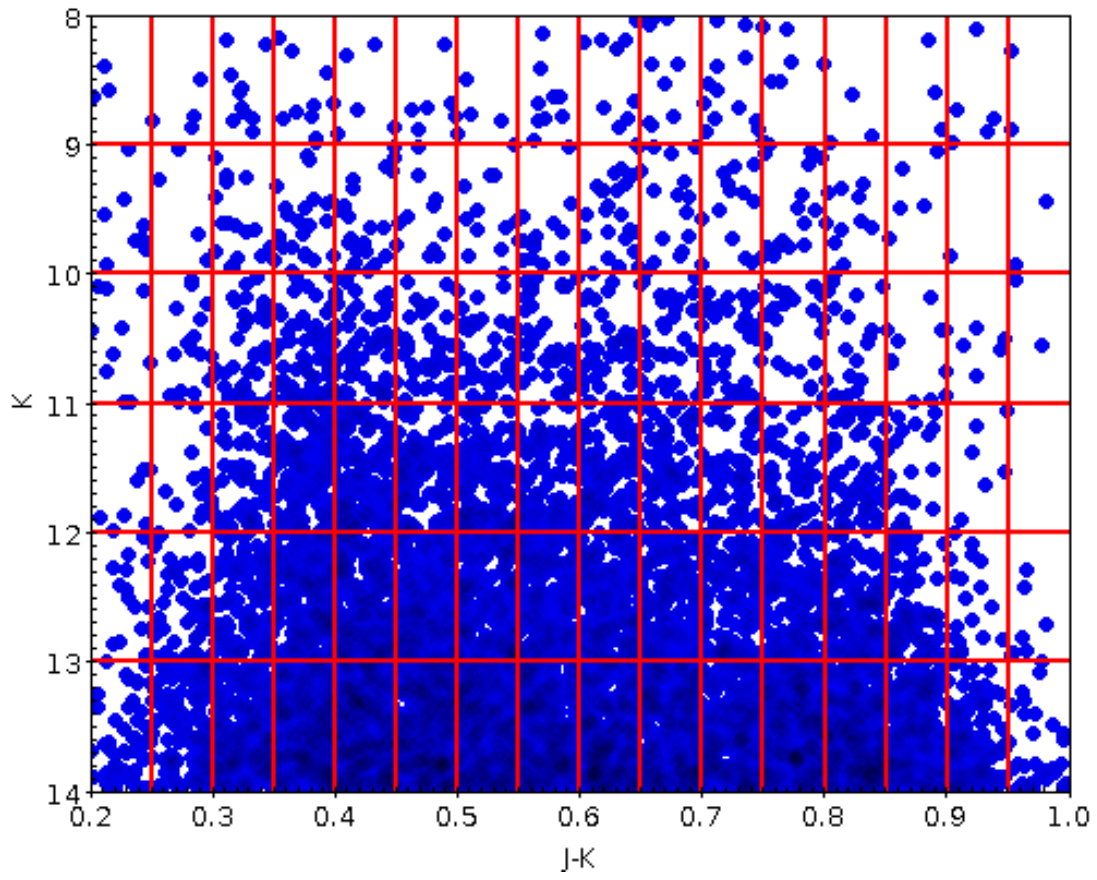


FIGURE 3.2 – Exemple du découpage en cases de couleurs et magnitudes pour la simulation d'un champ 2MASS.

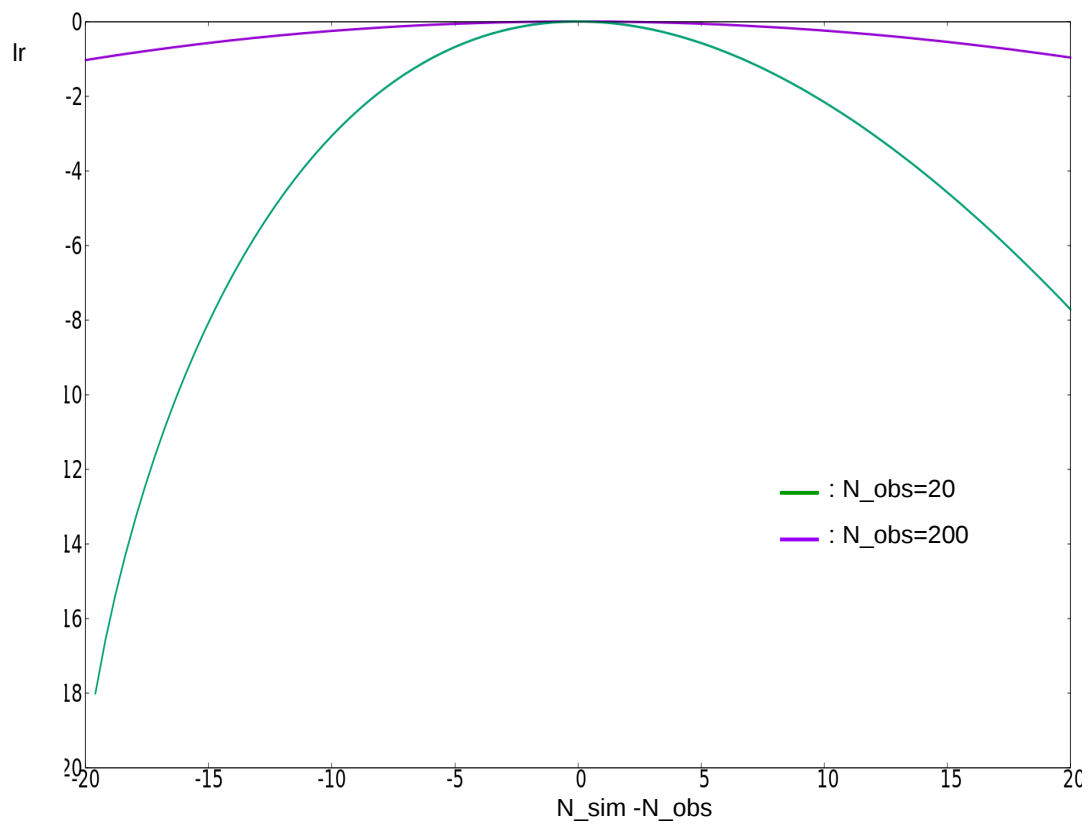


FIGURE 3.3 – Evolution de la vraisemblance réduite en fonction de l'écart entre observation et simulation pour le cas où il y a 20 étoiles observées dans une case de couleurs et magnitudes (en vert) et le cas où il y en a 200 (en mauve).

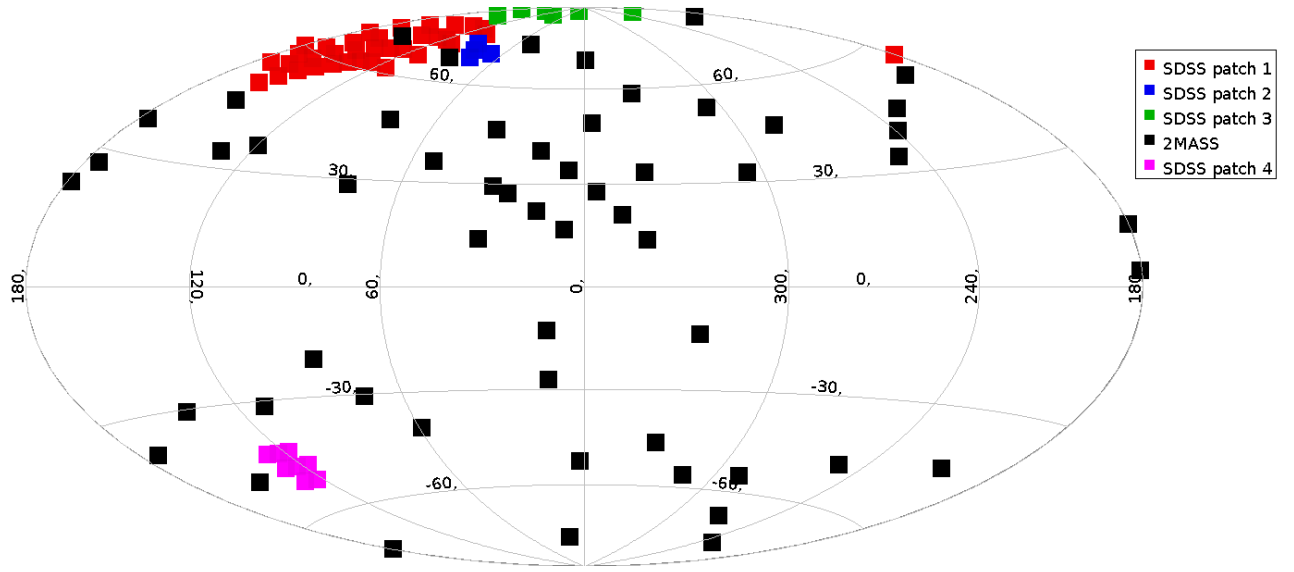


FIGURE 3.4 – Champs pris en compte pour comparer observations et simulations dans le but de trouver les paramètres du disque épais. Le référentiel est en coordonnées galactiques. Les observations 2MASS sont en noir tandis que les différents patches SDSS sont en rouge (patch 1), en bleu (patch 2), en vert (patch 3) et en mauve (patch 4)

Le but est donc d’avoir un comptage case par case des étoiles simulées qui soit le plus proche possible de celui des étoiles observées.

Choix des champs Pour pouvoir contraindre les paramètres de densité du disque épais, il faut choisir des observations dans des zones où la proportion d’étoiles du disque épais est assez importante. Le plan galactique étant évité car l’extinction y est très forte et la proportion d’étoiles du disque épais faible. De plus, un choix a été fait d’observer l’anticentre galactique à différentes latitudes pour mieux contraindre l’évasement. 110 champs, représentés figure 3.4, (54 champs SDSS et 56 champs 2MASS) ont donc été choisis. Si les observations SDSS restent à des latitudes relativement hautes pour réduire l’impact de l’extinction, les observations 2MASS, moins sensibles à cette dernière, sont faites à des latitudes plus basses. Trois des patches SDSS sont dans l’hémisphère nord et un dans l’hémisphère sud. Les champs 2MASS quant à eux sont regroupés selon leur latitude galactique par tranche de 20 degrés de latitude. Mis à part le premier patch SDSS, où l’aire des champs est de 25 degrés carrés, tous les champs ont une aire de 16 degrés carrés.

Les simulations effectuées par le BGM ne se font pas rapidement. Comparer observations et simulations en relançant ces dernières à chaque fois que l’on veut modifier les paramètres du disque épais n’est donc pas envisageable. Pour trouver les paramètres du disque épais, il est plus facile de modifier la manière dont une étoile simulée est comptée en fonction des modifications apportées au disque épais. Pour ce faire, on prend en compte le rapport entre la densité que l’on veut tester et celle donnée par les simulations de départ. Lorsqu’une étoile sera observée dans une case de couleurs et magnitudes, elle ne sera pas comptée comme une étoile mais plutôt comme le ratio de la fonction de distribution modifiée que l’on veut tester et de la fonction de distribution initiale de cette étoile (voir equation 3.1).

$$N_{modif} = \frac{den_{modif}(R, Z, age, pop)}{den_0(R, Z, age, pop)} \quad (3.1)$$

Formule décrivant la modification du comptage des étoiles pour le MCMC avec N_{modif} le comptage modifié pour une étoile, den_{modif} la fonction de densité modifiée pour cette étoile (qui dépend de sa position, son âge et sa population) et enfin den_0 la fonction de densité théorique qui a généré cette étoile en fonction de la position et de l'âge

Ainsi donc, plutôt que de relancer des simulations pour chacune des nouvelles distributions de densité, on a juste à modifier le comptage des étoiles. A titre d'exemple, il faut quelques heures pour simuler tous les champs utilisés dans cette étude alors qu'il ne faut que deux secondes pour recalculer les modifications apportées dans les histogrammes de couleurs dans une itération du MCMC pour les étoiles du disque épais.

Fonctionnement de la chaîne de Markov Monte Carlo

Pour trouver des distributions d'étoiles en accord avec les observations, nous utilisons une chaîne de Markov Monte Carlo (MCMC). Ce processus fonctionne de la manière suivante :

1. Un premier profil de densité, tiré aléatoirement parmi une gamme fixée par l'utilisateur, est appliqué aux comptages des étoiles simulées (voir équation 3.1) et le logarithme de la vraisemblance réduite (Lr) est calculé.
2. Partant des paramètres de ce premier tirage, des modifications sont apportées aléatoirement au profil de densité ainsi testé et le Lr est re-calculé. Deux solutions sont alors possibles :
 - (a) Si le Lr ainsi obtenu est plus proche de 0 que celui précédent, le nouveau profil de densité qui donne ce Lr sera toujours conservé.
 - (b) Si le Lr ainsi obtenu est plus bas que le Lr précédent, il ya tout de même une chance, qui dépend de la proximité entre les deux Lr, de conserver le nouveau profil de densité.
3. Des modification sont appliquées sur le profil de densité conservé et un nouveau Lr est calculé.
4. Les étapes 3 et 4 sont répétées jusqu'à un nombre d'itérations demandées par l'utilisateur.
5. Le profil de densité avec le Lr le plus proche de 0 et ceux qui lui sont similaires sont utilisés pour déterminer la solution à l'ajustement demandé.

Convergence Au fil des itérations, la méthode MCMC permet de se rapprocher du profil de densité qui donne le meilleur Lr. En approchant de ce profil de densité, les modifications conservées du profil de densité seront de moins en moins importantes. Il arrivera un moment où les profils de densité obtenus ne changeront que faiblement. Dans ce cas, on dira que l'on a atteint la convergence.

Un profil de densité obtenu à l'issue d'un MCMC qui n'a pas convergé n'est pas considéré comme valable. En effet, si le profil de densité continue de varier fortement au fil de ces itérations, augmenter le nombre de ces itérations amènera probablement à une convergence vers un profil de densité différent.

Les solutions obtenues après convergence sont fondamentales. Donnant approximativement le même résultat pour des paramètres légèrement différents, elles permettent d'observer les relations entre différents paramètres (nous donnant la corrélation entre différents paramètres) tout comme l'impact de leurs modifications sur le Lr (nous donnant une incertitude statistique sur la solution obtenue).

Maximum local Le MCMC peut trouver un profil de densité qui bien que convergeant ne donnera pas le meilleur Lr possible. On aura atteint un profil de densité dont la moindre de ses modifications entraînera une baisse du Lr mais qui ne sera pas le profil de densité qui ajustera le mieux les observations. On dit dans ce cas que l'on a atteint un minimum local. Pour ne pas prendre un de ces minimum local

pour une solution valable, il faut lancer plusieurs chaînes indépendantes (une dizaine). En pratique, cela revient à lancer des chaînes avec des profils de densité initiaux choisis aléatoirement. De plus, pour éviter que les éventuelles particularités statistiques des simulations aient un trop fort impact sur les résultats, les champs simulés qui seront comparés aux observations seront tirés aléatoirement parmi cinq jeux de simulations. Si une de ces chaînes tombe dans un minimum local, la différence en Lr et le résultat de cette chaîne avec les autres permet de la retirer. La figure 3.5 est une illustration de cette convergence vers un minimum local.

Pourquoi conserver un Lr moins bon. Conserver une solution qui nous donne un Lr moins bon nous permet d’explorer plus en détail les différentes configurations du disque épais une fois que la convergence est atteinte et ainsi d’avoir une vision plus juste des éventuelles corrélations entre les différents paramètres. De plus, si la solution explorée est un minimum local, explorer des solutions éloignées de ce minimum local peut nous permettre d’en sortir.

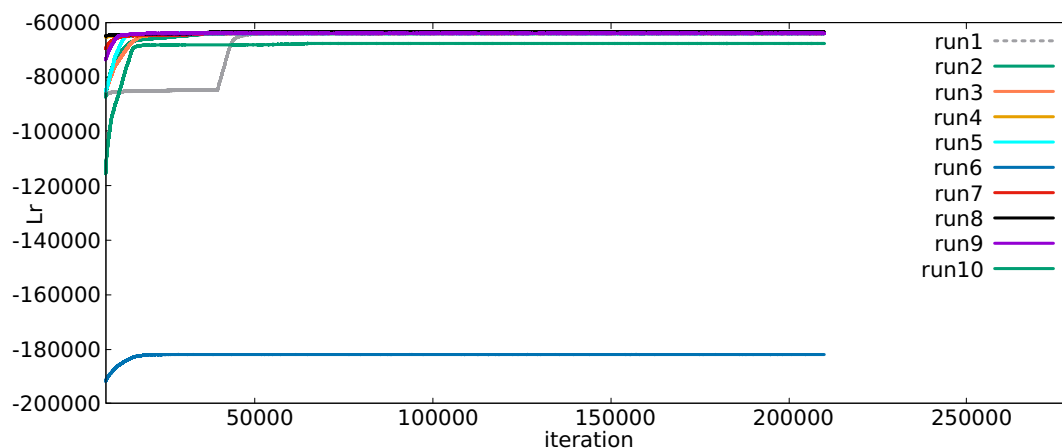


FIGURE 3.5 – Exemple d’ajustements qui ne convergent pas tous vers la même solution. Les ajustements numéro 6 et 10 convergent vers un Lr plus bas et très éloigné des autres ajustements. On peut donc considérer que ces ajustements convergent vers un minimum local

Paramètre	Valeur minimale	Valeur maximale
Echelle de longueur (pc)	1200	4000
Echelle de hauteur (pc)	250	1200
pente de l'évasement (pc/kpc)	-0.1	0.2
rayon de l'évasement (pc)	0	16000

TABLE 3.1 – Liste des paramètres de densité (ne dépendant pas de l'âge) du disque épais et leurs valeurs maximales et minimales testées par le MCMC.

3.3.2 Paramètres ajustés

Dans ma thèse, je cherche à ajuster plusieurs paramètres. La majorité des modifications que j'apporte sont effectuées sur le disque épais, cependant, la contribution des étoiles les plus vieilles du disque mince est elle aussi modifiée pour évaluer son influence sur les paramètres du disque épais. Dans la suite, le disque épais et le disque mince vieux seront toujours modifiés de la même manière. Le disque épais possédera un profil de densité en sécante carrée (équation 2.2 page 10) avec évasement (équation 2.3 page 10) on fera donc varier son échelle de hauteur (hh), son échelle de longueur (hl), son évasement (R_{flare} et g_{flare}) ainsi que la distribution en âge des étoiles la constituant. Le disque mince quant à lui ne verra pas sa distribution spatiale changer (celle ci a déjà été contrainte dans [Czekaj et al. \(2014\)](#)). Les seuls paramètres qui seront modifiés seront les proportions d'étoiles pour la plus vieille population du disque mince (noté **K1(i)**). Concrètement, on modifie la proportion d'étoiles les plus vieilles du disque épais en appliquant un facteur correctif tout les milliards d'années (K1(1) pour l'intervalle [7 ;8] milliards d'années, K1(2) pour l'intervalle [8 ;9] milliards d'années et K1(3) pour l'intervalle [9 ;10] milliards d'années). Le tableau 3.1 liste les différents paramètres du disque épais qui seront ajustés.

Les paramètres de distribution en âge du disque épais seront modifiés de deux manières différentes :

- On peut considérer une distribution d'âge avec des normalisations par intervalles d'âge indépendantes, le disque épais sera alors découpé en intervalles d'âge d'un milliard d'années et les contributions des étoiles à ces intervalles d'âge seront augmentées ou diminuées de manière indépendante d'un intervalle à l'autre. La même méthode est utilisée pour ajuster le disque mince. Les paramètres que l'on recherchera seront alors notés **K2(i)** et varieront en proportion des étoiles observées dans les simulations originales entre 0 et 6 fois le nombre d'étoiles dans ces simulations.
- On peut aussi considérer une distribution en âge gaussienne. Le disque épais sera alors distribué autour d'un âge médian avec une largeur à mi hauteur donnée et la densité normalisée maximale. Dans ce cas, trois paramètres seront recherchés l'âge médian des distributions $\mathcal{T}2_0$, dont les valeurs peuvent couvrir toute la distribution en âge du disque épais, la largeur à mi-hauteur σ_2 de la distribution qui variera entre 0 et 3 milliards d'années et enfin un facteur de normalisation **K2₀** qui pourra augmenter ou diminuer la contribution globale du disque épais.

Pourquoi choisir une distribution sécante carrée Comme expliqué dans la partie 2.1, la formule la plus utilisée pour décrire la densité en étoiles du disque épais est une formule en double exponentielle. Or, cette formule présente le désavantage d'être discontinue au niveau du plan galactique. Si les observations utilisées ne sont pas assez profondes pour atteindre le centre de la galaxie, elles peuvent par contre observer des étoiles sur le plan galactique (pour rappel, le soleil est supposé être très proche de ce plan). Pour éviter ces discontinuités, on va donc utiliser une distribution en hauteur du disque épais en sécante carrée qui elle est continue.

Paramètres initiaux Comme expliqué plus haut, les ajustements par la méthode MCMC se font en modifiant les simulations initiales des populations. Pour le reste de cette thèse, le disque épais est simulé initialement suivant la loi de densité sécante carrée qui possède les paramètres listés tableau 3.2 et avec un taux de formation d'étoiles qui ne varie pas avec le temps.

Paramètre	Valeur initiale
Densité d'étoiles au voisinage solaire ($M_{\odot} / \text{pc}^3$)	0.005
Echelle de longueur (pc)	4000
Echelle de hauteur (pc)	800
Pente de l'évasement (pc/kpc)	0
Rayon de l'évasement (pc)	NA

TABLE 3.2 – Paramètres de base du disque épais pour les simulations utilisées par le MCMC.

La version du modèle de la galaxie de Besançon que j'utilise considère que la distribution en masse de toutes les populations de la voie lactée suit une IMF dite de Kroupa-Haywood contrainte par [Czekaj et al. \(2014\)](#). Concrètement, les étoiles sont au moment de leur formation distribuées suivant une loi de puissance de la forme $N(m) = m^x$ où x est la pente de l'IMF qui peut avoir plusieurs valeurs pour différents (ici trois) intervalles de masses. Les pentes de l'IMF sont données tableau 3.3.

	Intervalle de masse	pente de l'IMF
premier intervalle de masse ($M_{\odot}$)	[0.09 ; 0.50]	-0.3
deuxième intervalle de masse ($M_{\odot}$)	[0.5 ; 1.53]	-0.8
troisième intervalle de masse ($M_{\odot}$)	[1.53 ; 120.]	-2.2

TABLE 3.3 – Présentation des pentes de l'IMF utilisées par le BGM.

Le disque mince pour les âges supérieurs à 0.15 milliard d'années est simulé suivant une loi de densité d'Eino (Einasto (1979)). Pour le vieux disque mince (entre 7 et 10 milliards d'années), on peut écrire cette loi de densité de la manière suivante décrite par l'équation 3.2 (Robin et al. (2014)).

$$\rho(R, z) = \rho_0 \times \exp\left(-\left(0.5^2 + \frac{R^2 + (z/e)^2}{hl_+^2}\right)^{1/2}\right) - \exp\left(-\left(0.5^2 + \frac{R^2 + (z/e)^2}{hl_-^2}\right)^{1/2}\right) \quad (3.2)$$

Avec e l'excentricité, ρ_0 la densité au voisinage du soleil, hl_+ et hl_- deux échelles de longueur

Comme pour le disque épais, un évasement peut exister. Celui ci modifie l'excentricité de la manière suivante (avec $g_{flare-mince}$ la pente de l'évasement du disque épais et $R_{flare-mince}$ son rayon d'évasement) :

$$\text{pour } R > R_{flare-mince} : e(R) = e \times (1. + g_{flare-mince} \times (R - R_{flare-mince})) \quad (3.3)$$

Le tableau 3.4 donne les paramètres qui seront utilisés pour le disque mince.

Paramètre	Valeur initiale
Densité d'étoiles au voisinage solaire ($M_\odot / \text{pc}^3$)	0.014
Echelle de longueur + (pc)	2170
Echelle de longueur - (pc)	1330
Excentricité	0.0661
Pente de l'évasement (pc/kpc)	0.5450
Rayon de l'évasement (pc)	8400

TABLE 3.4 – Paramètres de base du disque mince vieux pour les simulations utilisées par le MCMC.

Abondances en éléments alpha du disque épais Dans le reste de cette thèse, on considère que l'abondance moyenne en éléments alpha du disque épais suit la relation suivante $[\alpha/Fe] = 0.320 - \exp(1.19375 \times [Fe/H] - 1.6)$. Cette relation est choisie pour recréer la relation entre abondance en alpha et métallicité observée par APOGEE (Majewski et al. (2017)). Cette relation recrée d'autres observations comme celles d'Adibekyan et al. (2012) (voir figure 3.6).

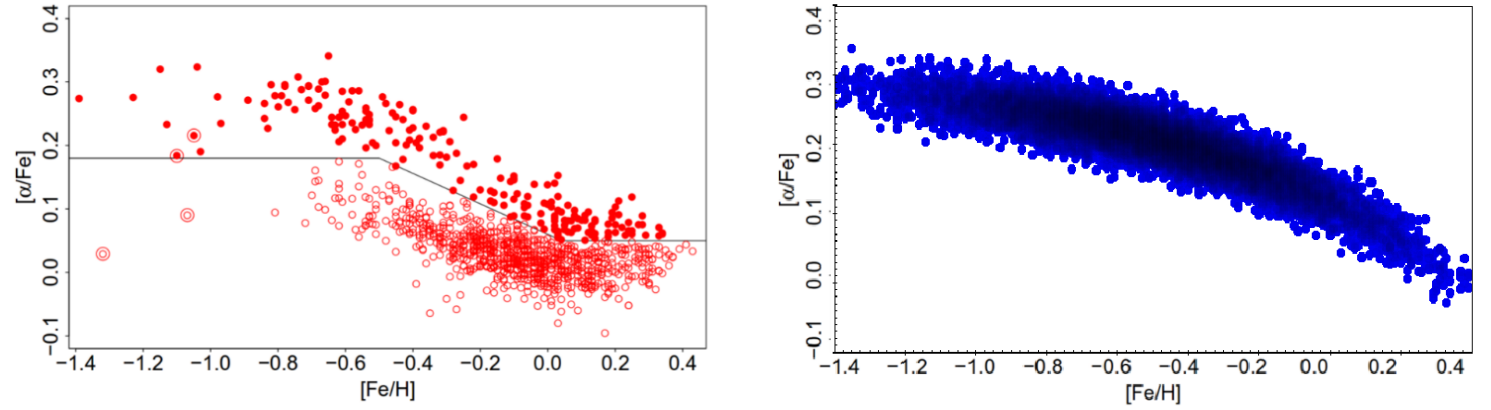


FIGURE 3.6 – Relation entre métallicité et abondance en éléments alpha pour le disque mince et le disque épais dans Adibekyan et al. (2012) (à gauche) et pour les étoiles du disque épais simulées avec le BGM (à droite). Les étoiles du disque épais simulées sont représentées par les ronds pleins bleus, les étoiles classifiées comme étant des étoiles du disque épais dans Adibekyan et al. (2012) sont représentées par les ronds pleins rouges et les étoiles classifiées comme étant des étoiles du disque mince dans Adibekyan et al. (2012) sont représentées par les ronds vides rouges. On observe que le disque épais simulé recouvre bien les étoiles désignées comme faisant partie du disque épais dans Adibekyan et al. (2012)

Age des différentes populations Les étoiles simulées dans cette thèse ont des distributions en âge qui dépendent de leurs populations. Dans la suite de ce manuscrit, le disque mince sera toujours considéré comme étant composé d'étoiles entre 0 et 10 milliards d'années. Sauf contre indication, le disque épais quant à lui sera simulé entre 8 et 13 milliards d'années afin d'avoir un grand choix dans les distributions en âge possible. Les étoiles du disque épais des simulations initiales se forment de façon uniforme sur cet intervalle d'âge.

Extinction L'extinction utilisée dans les simulations est une extinction qui suppose que la densité de matière interstellaire est pour un point x, y, z de l'espace :

$$\rho_{\text{ext}}(R_c) = \rho_{\text{ext}0} \times (\exp(-(R_c/KP)^2) - \exp(-(R_c/KM)^2)) \quad (3.4)$$

avec $R_c = \sqrt{x^2 + y^2 + (z/e)^2}$, e l'excentricité, KP et KM deux échelles de longueurs et $\rho_{\text{inter}0}$ la densité de matière au centre de la galaxie. Dans la pratique, c'est la densité de matière interstellaire $\rho_{\text{ext}0}$ au voisinage solaire qui est fixée et $\rho_{\text{ext}0}$ est déduite de cette valeur (en supposant que le soleil est aux coordonnées, R_0 8000. pc et z_0 15 pc). Dans notre cas, les paramètres décrivant la quantité de gaz sont listés tableau 3.5.

L'extinction est ensuite simulée au fur et à mesure que l'on s'éloigne de l'observateur.

Pour un pas de distance n donnée, on a :

$$AV(n) = AV(n-1) + A_v \times (D2 - D1) \times \rho_{\text{ext}}((D2 + D1)/2) / \rho_{\text{ext}0}$$

Où $D1$ et $D2$ sont les bornes maximum et minimum de ce pas de distance. $AV(n)$ et $AV(n-1)$ l'extinction de la bande V pour les pas de distance n et $n-1$ et A_v un préfacteur estimant l'extinction au voisinage solaire. La figure 3.7 illustre cette augmentation "pas à pas" de l'extinction. Les simulations 2MASS ont été effectuées avec un A_v de 0.7 mag/kpc tandis que les simulations SDSS sont effectuées avec un A_v de 1.6 mag/kpc.

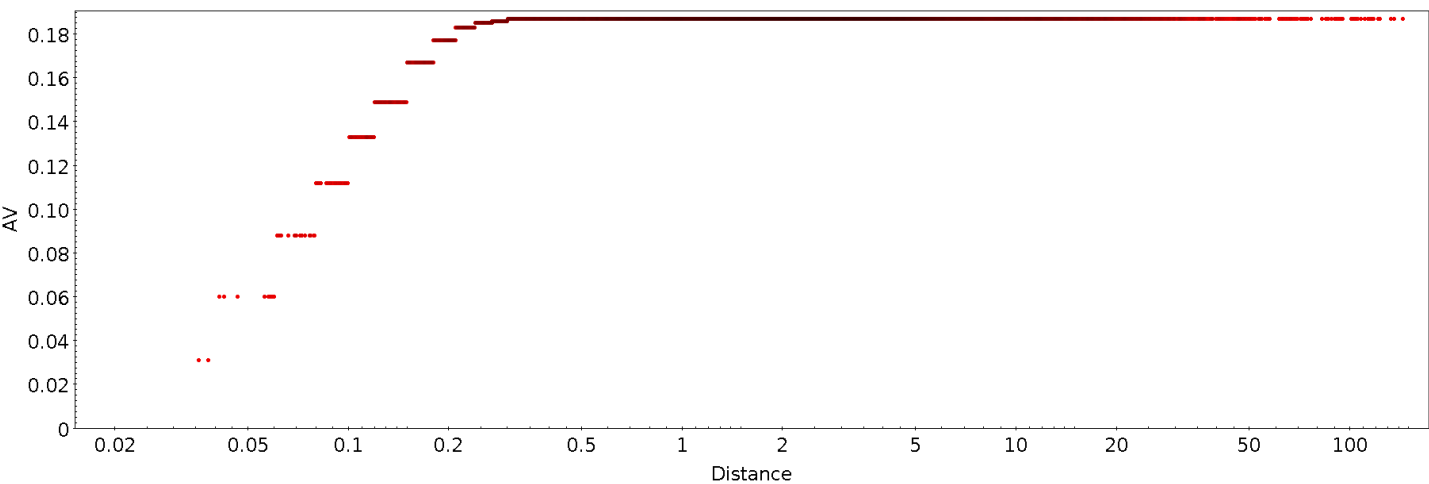


FIGURE 3.7 – Evolution de l’extinction A_V en fonction de la distance pour une simulation d’un champ SDSS

Paramètre	Valeur
Excentricité	0.0140
Echelle de longueurs KP (pc)	7222.0
Echelle de longueurs KM (pc)	5777.0
Densité de matière au voisinage solaire ($M_{\odot}/\text{pc}^3$)	0.0500

TABLE 3.5 – Paramètres décrivant la densité de matière interstellaire dans le galaxie utilisée pour calculer l’extinction.

Partie 4

Résultats

4.1 Premières simulations

Pour trouver un disque épais qui donne des simulations en accord avec les observations, plusieurs configurations ont été testées. Dans cette section, je vais m’attarder sur quatre d’entre elles. Tous les ajustements présentés dans cette section sont faits avec un disque épais entre 8 et 13 milliards d’années.

- Le cas d’un disque épais simple avec une métallicité moyenne de -0.5 dex (métallicité moyenne du disque épais dans de nombreux articles [Duong et al. \(2018\)](#), [Fuhrmann \(2011\)](#))
- Le cas d’un disque épais où la métallicité change avec l’âge suivant la relation observée par [Haywood et al. \(2013\)](#)
- Enfin, deux ajustements non convergeants seront également abordés. Le cas où en plus d’avoir une relation entre âge et métallicité de [Haywood et al. \(2013\)](#), le disque épais présente aussi une relation entre âge et échelles de longueur/hauteur et le cas d’un disque épais avec deux épisodes de formations et deux distributions de métallicité gaussienne, une centrée sur -0.5 dex et une centrée sur -0.8 dex avec la même largeur à mi hauteur de 0.3 dex (populations testées dans [Robin et al. \(2014\)](#)).

Convergences Tous les ajustements présentés ici ont été lancés 10 fois chacun. Cependant, le nombre d’ajustements atteignant la convergence vers une même valeur varie. Si pour le cas simple, sur les 10 ajustements lancés, tous atteignent des valeurs proches, ce n’est pas forcément le cas pour les autres ajustements. Pour avoir une convergence mesurable, on considère que celle ci est obtenue lorsque

- la différence entre le Lr de la dernière itération et celle du début de l’itération où commence la convergence est de moins de 0.1 %
- il y a au moins 10000 itérations totales entre le début et la fin de la convergence.

Une fois la convergence obtenue, les paramètres varieront légèrement autour d’une valeur donnée. A partir des variations de ces paramètres, il sera possible d’obtenir les corrélations entre différents paramètres ainsi que leurs incertitudes statistiques (écart type). On pourra définir de cette manière des ajustements qui convergent vers la même valeur lorsque les paramètres de ceux ci sont les mêmes aux écarts types près (i.e. les paramètres des ajustements i et j ont des valeurs telles que $param(i) - \sigma_{param(i)} < param(j) + \sigma_{param(j)}$ et $param(i) + \sigma_{param(i)} > param(j) - \sigma_{param(j)}$). Dans le cas où les valeurs de deux ajustements répondent à la définition ci dessus, on dira qu’ils convergent vers la même valeur.

Comparaisons avec d’autres résultats Comme il a été expliqué plus haut, il est assez compliqué de faire des comparaisons non qualitatives d’un article à l’autre du fait des différentes manières qu’ont différents auteurs de définir le disque épais. Il existe cependant une exception, [Robin et al. \(2014\)](#). Le disque épais étant lui aussi basé sur la même méthode de synthèse de population, les disques épais

de Robin et al. (2014) et celui utilisé pendant cette thèse seront comparables. Il existe bien plusieurs différences (les étoiles du disque épais sont simulées à l'aide d'isochrones qui possèdent un âge fixé et le halo est ajusté) mais elles ne nous empêchent pas de considérer que les deux populations sont comparables. Pour ces raisons, on peut comparer les résultats obtenus avec notre nouveau modèle avec ceux publiés dans Robin et al. (2014). Ici, on s'intéressera à deux résultats :

- Un disque épais sécante carré avec une métallicité de -0.8 dex et des étoiles à 12 milliards d'années .
- Un disque épais de 10 milliards d'années et possédant une métallicité moyenne de -0.5 et un disque épais de 12 milliards d'années avec une métallicité de -0.8 dex.

Les valeurs des paramètres de ces deux résultats sont présentés tableaux 4.1 et 4.2

Paramètre	Valeur de Robin et al. (2014)
Echelle de longueur (pc)	2305.
Echelle de hauteur (pc)	465.
Pente de l'évasement (pc/kpc)	0.19
Rayon de l'évasement (pc)	9359.

TABLE 4.1 – Paramètres de Robin et al. (2014) pour un disque épais constitué d'étoiles de métallicité moyenne de -0.8 dex et de 12 milliards d'années.

Paramètre	Valeur pour le disque épais 1	Valeur pour le disque épais 2
Echelle de longueur (pc)	2040.	2919.
Echelle de hauteur (pc)	345.	795.
Pente de l'évasement (pc/kpc)	0.06	0.06
Rayon de l'évasement (pc)	15340.	9543.
Ratio de densité	1.68	0.25

TABLE 4.2 – Paramètres obtenus avec un ajustement obtenu dans Robin et al. (2014) d'un disque épais avec deux épisodes de formation constitués d'étoiles de 10 milliards d'années de métallicité moyenne de -0.5 (disque épais 1) et d'étoiles de 12 milliards d'années de métallicité moyenne de -0.8 dex.

4.1.1 Cas d'un disque épais simple

Les premiers ajustements sont testés sur le disque épais le plus simplifié possible. En effet, on considère que la distribution de métallicité de ces étoiles se fait suivant une gaussienne centrée sur une métallicité moyenne de -0.5 dex et avec une dispersion de -0.3 dex. Cette métallicité moyenne est choisie car c'est elle qui revient le plus souvent dans la littérature (par ex : [Duong et al. \(2018\)](#), [Fuhrmann \(2011\)](#)). Comme expliqué plus haut, 10 ajustements ont été lancés pour trouver les paramètres de ce disque épais. Ces ajustements ont été lancés sur 200 000 itérations. Les 10 ajustements ont tous convergé vers la même valeur. Le logarithme de la vraisemblance réduite vers lequel les ajustements convergent est d'environ -60 700. Au terme des ajustements, on se retrouve donc avec un disque épais qui possède les valeurs répertoriées sur les tableaux 4.3 et 4.4 (arrondies à la deuxième décimale).

Paramètre	Ajustements du disque épais simple	Résultats de Robin et al. (2014)
Echelle de longueur (pc)	2304.75 ± 10.18	2305.
Echelle de hauteur (pc)	648.42 ± 2.23	465.
Pente de l'évasement (pc/kpc)	$0.12 \pm 3.07E-3$	0.19
Rayon de l'évasement (pc)	9117.00 ± 33.90	9359.

TABLE 4.3 – Paramètres du profil du disque épais obtenus après ajustements pour un disque épais dont la métallicité moyenne de ces étoiles est de -0.5 dex. Ces résultats sont comparés à ceux de [Robin et al. \(2014\)](#)

En regardant les résultats obtenus, plusieurs observations peuvent être faites. Tout d'abord, on trouve une échelle de longueur courte comme celles trouvées dans les études où le disque épais était séparé chimiquement. L'échelle de hauteur est dans le même ordre de grandeur que celle de [Bovy et al. \(2012a\)](#) mais celui ci considère une distribution en exponentielle non évasée alors que le disque épais ajusté est un disque épais avec une fonction de densité en sécante carrée avec évasement. Nous trouvons par ailleurs une échelle de hauteur environ 50 % plus importante que pour les résultats de [Robin et al. \(2014\)](#) c'est le cas inverse pour la pente de l'évasement qui est cette fois 40 % moins importante que celle de [Robin et al. \(2014\)](#). Cependant, le rayon de l'évasement est, tout comme l'échelle de longueur du disque épais, proche de celle présentée dans [Robin et al. \(2014\)](#). Si l'on compare la somme des densités relatives par tranche d'âges obtenues on se retrouve avec une densité relative de 2.1 soit environ 40 % de celle avant ajustement (si toutes les densités relatives par tranche d'âges étaient restées les mêmes que celles avant ajustement, on aurait une densité relative de 5).

En regardant la distribution en âge des étoiles on trouve qu'une grande partie d'entre elles (86 %) ont moins de 10 milliards d'années et se sont formées en même temps que le disque mince modélisé ici.

Histogrammes sommés Afin de rendre les comparaisons des histogrammes plus représentatives et d'éviter que le bruit statistique (dû aux faibles quantités d'étoiles dans certaines cases de couleurs/magnitudes) ne biaise les figures, les histogrammes comparés ici seront les sommes des histogrammes de plusieurs champs. Les champs SDSS sont séparés en patches, il est donc naturel de faire des moyennes sur ces patches. Pour 2MASS, il a été choisi de faire une somme des champs par tranche de 20 degrés en latitude galactique en commençant par -80 degrés.

Age (10 ⁹ ans)	Densité relative du disque épais	Age (10 ⁹ ans)	Densité relative du disque mince
[8 ;9]	1.14 ± 0.02	[7 ;8]	2.33 ± 0.04
[9 ;10]	0.63 ± 0.02	[8 ;9]	1.65 ± 0.05
[10 ;11]	0.27 ± 0.02	[9 ;10]	0.66 ± 0.04
[11 ;12]	1.32E-2 ± 9.42E-3		
[12 ;13]	7.63E-3 ± 5.66E-3		
Somme des densité relatives	2.04		4.64

TABLE 4.4 – Densités relatives par tranche d’âges obtenues après ajustement pour un disque épais dont la métallicité moyenne de ses étoiles est de -0.5 dex.

Lorsque l’on observe les histogrammes obtenus, des zones entières des diagrammes couleurs magnitudes sont assez mal reproduites par les ajustements. Les figures 4.1, 4.2 et 4.3 représentent les différences entre ajustements et simulations pour un des patchs SDSS (le patch 3) et les champs 2MASS de latitude comprise entre -80 et -60 degrés et entre 40 et 60 degrés. On observe un déficit d’étoiles dans les ajustements par rapport aux simulations pour les étoiles des champs SDSS de couleur g-r entre 0.2 et 0.6 mag et r entre 16 et 18 mag ainsi que pour 2MASS, un déficit d’étoiles de couleur J-K entre 0.2 et 0.6 mag et K entre 12 et 14 mag. Pour rappel, si les ajustements de [Robin et al. \(2014\)](#) pour un disque épais avec une seule population d’étoiles avait un déficit en étoiles existant mais moins prononcé pour les champs SDSS, les champs 2MASS étaient eux très bien reproduits. Les ajustements avec un disque épais avec deux épisodes de formations de [Robin et al. \(2014\)](#) reproduisaient quant à eux les observations SDSS (figures 4.4 et 4.5).

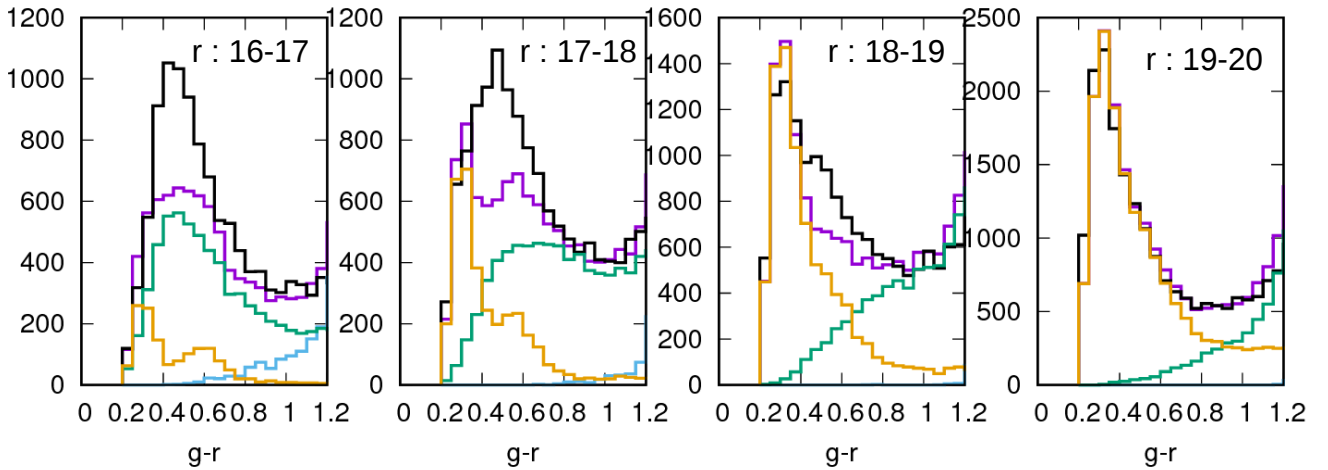


FIGURE 4.1 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3 de SDSS. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange

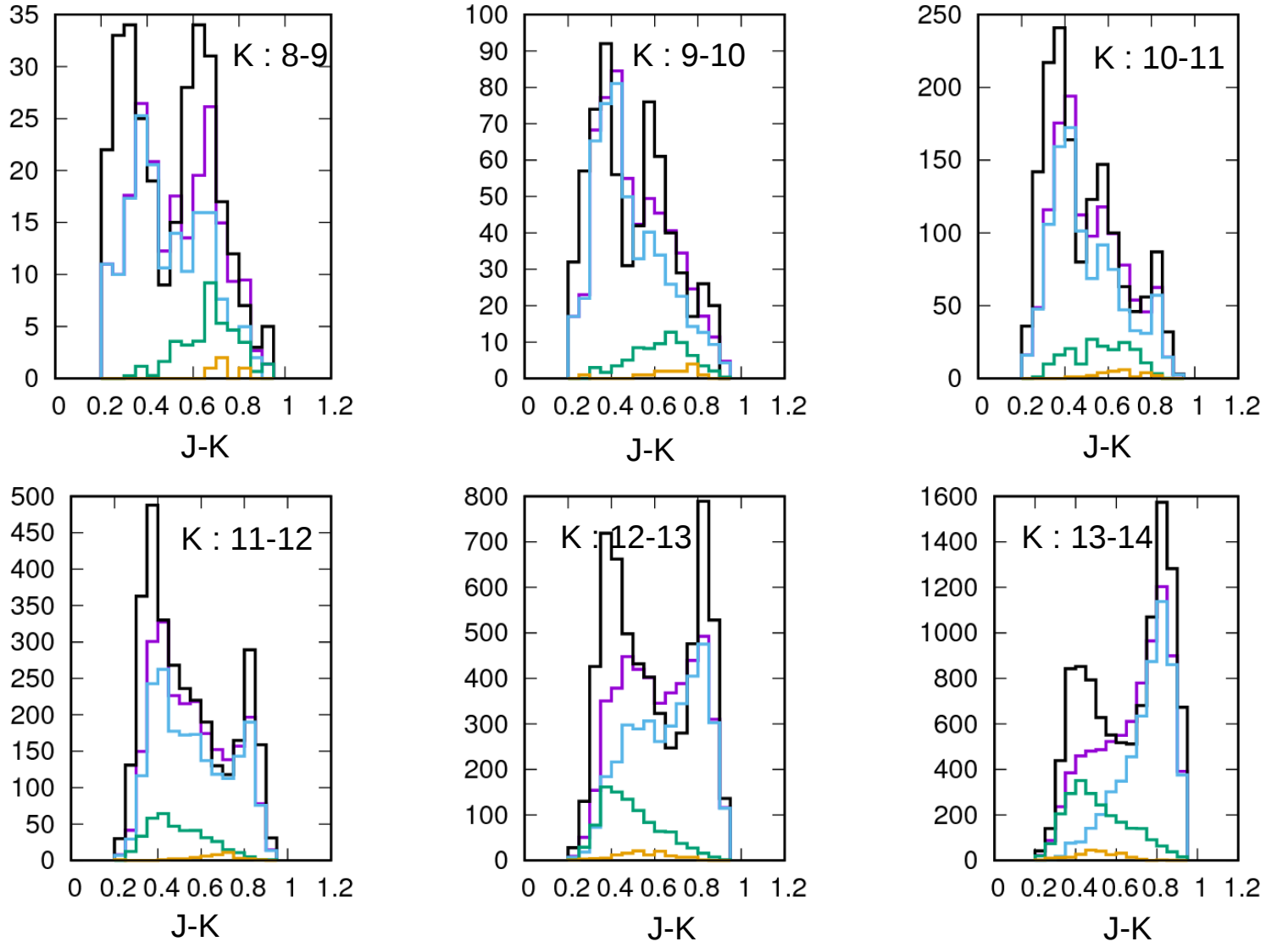


FIGURE 4.2 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude . Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange.

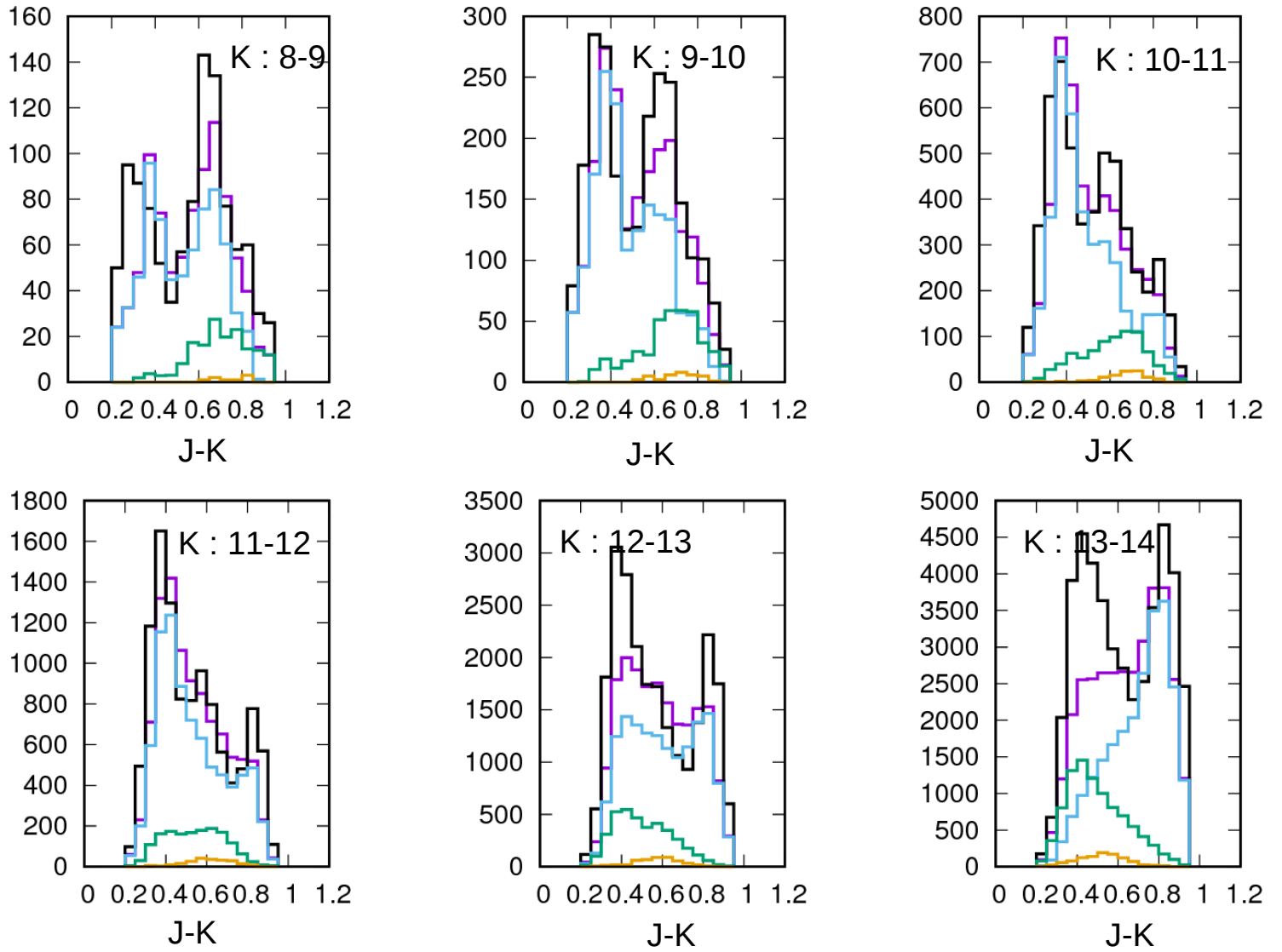


FIGURE 4.3 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre 60 et 40 degrés de latitude. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange.

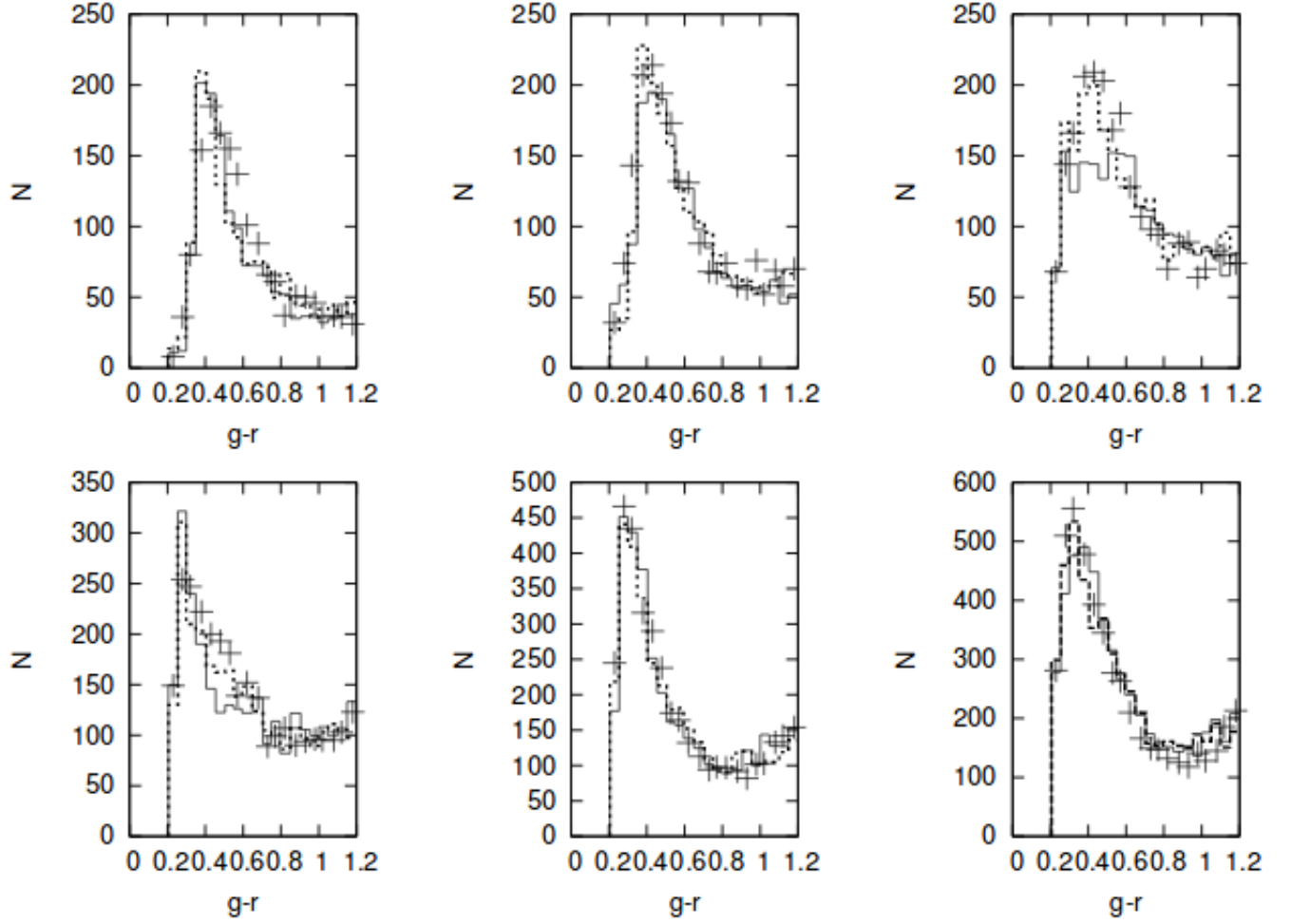


FIGURE 4.4 – Comparaisons des histogrammes couleurs magnitudes d'un champs SDSS à longitude 100 deg latitude 75 deg les intervalles de magnitudes r sont de gauche à droite et de haut en bas entre 14 et 21. Les observations sont représentées par les croix, les simulations des ajustements avec un seul disque épais en lignes pleines et les ajustements avec un disque épais avec deux épisodes de formation en pointillés.

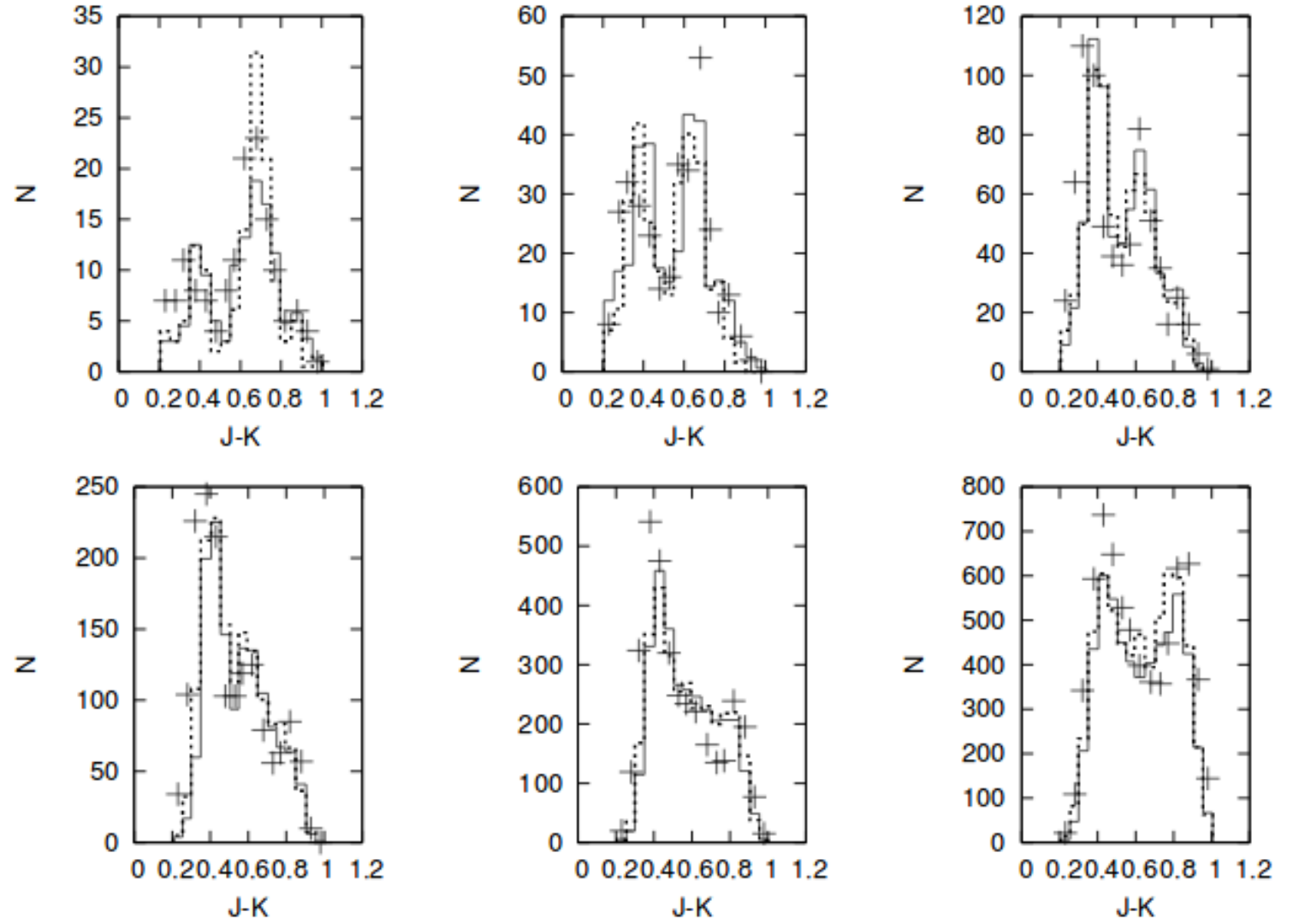


FIGURE 4.5 – Comparaisons des histogrammes couleurs magnitudes d’un champs 2MASS à longitude 110 deg latitude -31 deg les intervalles de magnitudes K sont de gauche à droite et de haut en bas entre 8 et 14. Les observations sont représentées par les croix, les simulations des ajustements avec un seul disque épais en lignes pleines et les ajustements avec un disque épais avec deux épisodes de formation en pointillés.

Corrélations Les relations entre les différents paramètres pour les itérations où l’on a convergence sont tracées. De ces relations, on peut observer les différentes corrélations et anticorrélations entre les paramètres ajustés (figure 1 et 2). Pour pouvoir chiffrer ces corrélations, les moyennes des coefficients de Pearson (un coefficient qui permet de donner une valeur mesurable aux corrélations) sont également listés tableau 4.5

Il semble y avoir une corrélation assez forte entre le rayon de l’évasement, la pente de l’évasement et les échelles de hauteur/longueur. Ces corrélations n’étaient pas observées dans [Robin et al. \(2014\)](#). On observe également une corrélation entre l’échelle de hauteur et l’échelle de longueur du disque mince ainsi (et cela est plus étrange) qu’une légère anticorrélation entre l’échelle de hauteur et la densité relative en étoiles entre 8 et 9 milliards d’années. Cette dernière anticorrélation ne se retrouve pas pour les autres densités relatives par tranche d’âges du disque épais. Il ne semble pas exister de corrélation entre le disque mince et le disque épais.

g_{flare}	0.62										
hh	0.26	-0.06									
hl	0.35	-0.02	0.20								
K2(1)	-0.00	-0.00	-0.22	0.05							
K2(2)	-0.01	0.03	-0.12	-0.01	-0.37						
K2(3)	-0.05	0.06	-0.05	-0.13	-0.27	-0.43					
K2(4)	-0.01	0.01	-0.03	-0.04	-0.04	-0.06	-0.08				
K2(5)	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00			
K1(1)	0.02	-0.00	0.06	0.03	-0.08	0.00	0.00	0.01	0.00		
K1(2)	0.01	0.00	0.03	0.01	0.01	-0.00	0.03	0.01	0.00	-0.50	
K1(3)	-0.03	-0.05	0.04	0.02	-0.03	-0.00	-0.01	0.01	0.00	-0.38	-0.44
	R_{flare}	g_{flare}	hh	hl	K2(1)	K2(2)	K2(3)	K2(4)	K2(5)	K1(1)	K1(2)

TABLE 4.5 – Coefficients de Pearson moyennés sur les 10 MCMC lancés pour un disque épais avec une métallicité moyenne de -0.5 dex

En ce qui concerne les densités relatives par tranche d'âges du disque épais, on remarque aussi que celles ci sont anticorrélées entre intervalles d'âge proche (ce qui est attendu, les différentes populations étant assez proches, une augmentation du nombre d'étoiles dans un intervalle d'âge se fera au détriment des populations dans les intervalles d'âges voisins). Il est intéressant de remarquer que cette anticorrélation existe aussi pour les densités relatives par tranche d'âges du disque mince et est très prononcée.

Conclusion Le fait que l'on compare des résultats qui ne semblent pas ajuster les observations correctement nous force à être très précautionneux avec ces résultats même si plusieurs conclusions peuvent être tirées.

Tout d'abord, la distribution en âge rend assez facilement invalide la séparation en âge du disque épais et du disque mince, 86 % des étoiles du disque épais se formant en même temps que le disque mince simulé. De ce fait, tout les scénarios qui supposent que le disque mince se forme après le disque épais ([Snaith et al. \(2014\)](#), [Loebman et al. \(2011\)](#), [Qu et al. \(2011\)](#)) seraient invalidées par ces résultats. En effet, si le disque mince n'est que l'évolution du disque épais, il paraît étrange que celui ci se forme majoritairement en même temps que les premières étoiles du disque mince. Pour avoir une telle quantité d'étoiles du disque épais qui se forment en même temps que le disque mince, il faudrait que ces différentes populations se forment soit dans une galaxie fortement inhomogène soit que les étoiles du disque épais aient une origine extragalactique ([Bournaud & Elmegreen \(2009\)](#), [Li & Zhao \(2017\)](#)). Ensuite, bien que le disque épais obtenu possède certaines différences avec les résultats de [Robin et al. \(2014\)](#), on garde tout de même un disque épais plutôt court.

4.1.2 Cas d'un disque épais avec une relation âge métallicité

[Snaith et al. \(2014\)](#) comme on l'a vu précédemment ont retrouvé un taux de formation stellaire en se servant d'une relation entre l'âge des étoiles et leur abondance en silicium.

Ces âges sont déterminés par [Haywood et al. \(2013\)](#) en se basant sur les observations HARPS ([Adibekyan et al. \(2012\)](#)). Or, avec ces âges, [Haywood et al. \(2013\)](#) observent une relation entre l'âge des étoiles du disque épais et la métallicité qui décroît avec l'âge des d'étoiles d'environ 0.15 dex par milliards d'années. Cette relation est adoptée pour les simulations du disque épais afin de comparer les résultats obtenus par les ajustements avec ceux de [Snaith et al. \(2014\)](#). En effet, un disque épais simulé avec cette relation âge métallicité aura les mêmes propriétés chimiques que celui observé par [Snaith et al. \(2014\)](#).

Le but est de regarder si deux méthodes aboutissent à un même résultat.

Dispersion Comme pour le cas présenté sous-section 4.1.1, la métallicité du disque épais sera donc distribuée suivant une gaussienne dont la valeur médiane variera avec l'âge suivant la relation de l'article de [Haywood et al. \(2013\)](#). Pour ce qui est de la dispersion de ces distributions, aucune valeur n'est donnée dans [Haywood et al. \(2013\)](#). Une continuité entre le disque épais et le disque mince est tout de même observée. Pour garder cette continuité dans les simulations, la dispersion en métallicité du disque épais est calculée de sorte qu'elle commence à des valeurs proches de celles du disque mince vieux (0.22 dex) et augmente linéairement de 0.015 dex par milliard d'années pour atteindre des valeurs proches de celles du disque épais présenté sous-section 4.1.1 (0.295 dex).

Les 10 MCMC lancés convergent une fois encore vers une même solution. Les paramètres obtenus après les ajustements sont résumés dans les tableaux 4.6 et 4.7.

Abondance en éléments alpha [Snaith et al. \(2014\)](#) utilisent les étoiles de [Adibekyan et al. \(2012\)](#). La relation entre métallicité et abondance en éléments alpha du disque épais des étoiles de [Adibekyan et al. \(2012\)](#) est déjà reproduite dans les simulations. Si l'on veut avoir des étoiles du disque épais avec des compositions chimiques comparables à celles de [Snaith et al. \(2014\)](#), il n'est donc pas nécessaire de modifier la relation entre abondance en éléments alpha et métallicité.

Histogrammes Les ajustements présentent un manque flagrant d'étoiles pour les ajustements dans les mêmes bandes de couleurs et magnitudes que pour le cas simple. Le fait de passer à un disque épais avec une relation âge/métallicité ne semble donc pas améliorer les ajustements ni les détériorer trop fortement.

La loi de densité a peu changé par rapport aux ajustements qui ne prenaient en compte qu'un disque épais avec une loi de distribution en métallicité de ses étoiles qui ne variait pas avec l'âge. On se retrouve ici encore avec un disque épais semblable à celui obtenu avec le cas simple. La somme des densités relatives par tranche d'âges est par contre plus élevée que celle obtenue pour les ajustements du disque épais simple (on passe de 2.1 à 2.7) tout en restant inférieure à la densité initiale.

Paramètre	Disque épais avec une relation âge métallicité	Disque épais présenté sous section 4.1.1
Echelle de longueur (pc)	2266.81 ± 13.30	2304.75 ± 10.18
Echelle de hauteur (pc)	676.62 ± 2.65	648.42 ± 2.23
Pente de l'évasement (pc/kpc)	$0.12 \pm 3.02\text{E-}3$	$0.12 \pm 3.07\text{E-}3$
Rayon de l'évasement (pc)	8914.90 ± 39.25	9117.00 ± 33.90
Lr	-65700	-60700

TABLE 4.6 – Paramètres du profil du disque épais dont la métallicité de ses étoiles suit la relation de [Haywood et al. \(2013\)](#) ces paramètres sont comparés avec ceux obtenus dans la sous-section 4.1.1.

La différence majeure entre les deux ajustements réside dans la distribution en âge obtenue. Cette fois ci, le disque épais ne se forme plus majoritairement en même temps que le disque mince (seuls 25.8 % des étoiles du disque épais se forment en même temps que le disque mince vieux simulé). En s'intéressant au disque mince, on remarque que si la densité des premiers intervalles d'âge du vieux disque mince est la même que pour le cas présenté sous-section 4.1.1, ce n'est pas le cas pour le dernier intervalle d'âge qui est plus élevé (à voir également figure 4.7). La distribution en âge de ces ajustements est aussi différente de celle de [Snaith et al. \(2014\)](#) (voire figures 4.6 et 4.7).

Age (10 ⁹ ans)	Densité relative du disque épais avec une relation âge métallicité	Densité relative du disque épais pour le cas présenté sous section 4.1.1	Age (10 ⁹ ans)	Densité relative du disque mince avec une relation âge métallicité	Densité relative du disque mince pour le cas présenté sous section 4.1.1
[8 ;9]	0.45 ± 0.02	1.14 ± 0.02	[7 ;8]	2.31 ± 0.04	2.33 ± 0.04
[9 ;10]	0.24 ± 0.02	0.63 ± 0.02	[8 ;9]	1.53 ± 0.04	1.65 ± 0.04
[10 ;11]	0.32 ± 0.02	0.27 ± 0.02	[9 ;10]	1.14 ± 0.04	0.66 ± 0.04
[11 ;12]	0.86 ± 0.02	$1.32\text{E-}2 \pm 9.42\text{E-}3$			
[12 ;13]	0.80 ± 0.02	$7.63\text{E-}3 \pm 5.66\text{E-}3$			
Somme des densité relatives	2.67	2.04		4.98	4.64

TABLE 4.7 – Densités relatives par tranche d’âges obtenus après ajustement pour un disque épais dont la métallicité de ses étoiles suit la relation de [Haywood et al. \(2013\)](#) ces paramètres sont comparés avec ceux obtenus pour les ajustements avec un disque épais simple décrits dans la sous-section 4.1.1.

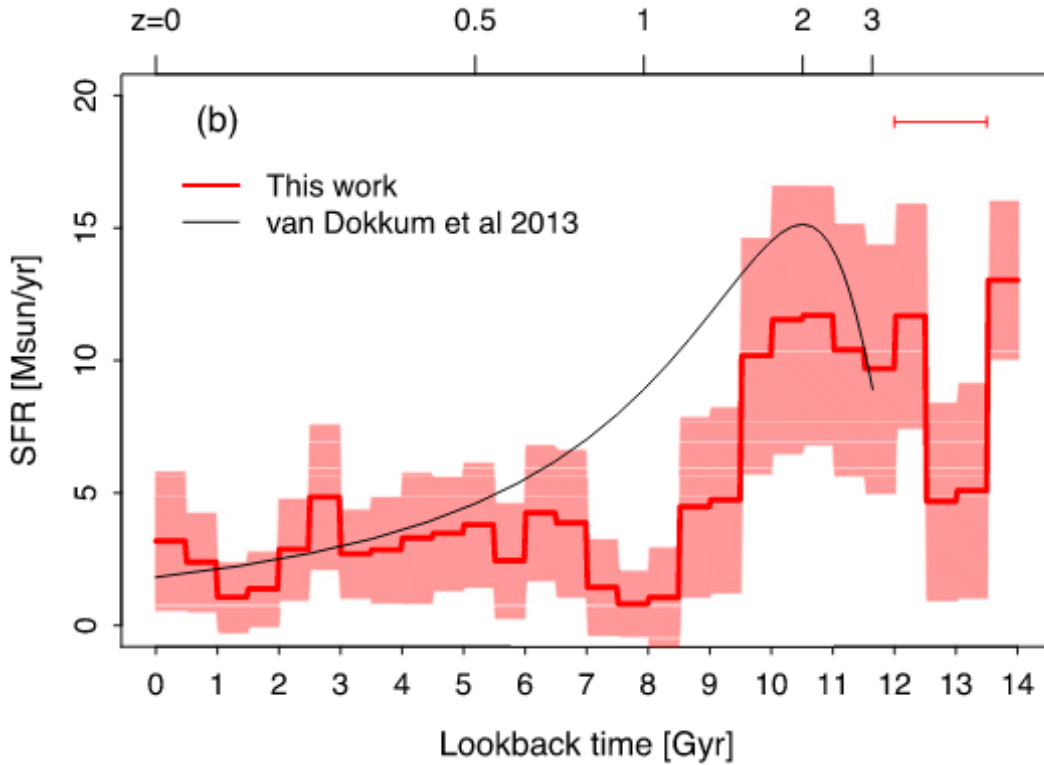


FIGURE 4.6 – Evolution du taux de formation des étoiles dans l’article de [Snaith et al. \(2014\)](#) (figure 2 b). Le taux de formation stellaire a été normalisé de sorte que la masse des étoiles formées dans le disque (épais et mince) soit de $5 \times 10^{10} M_{\odot}$ la barre d’erreur tracée correspond à une barre d’erreur d’ 1σ .

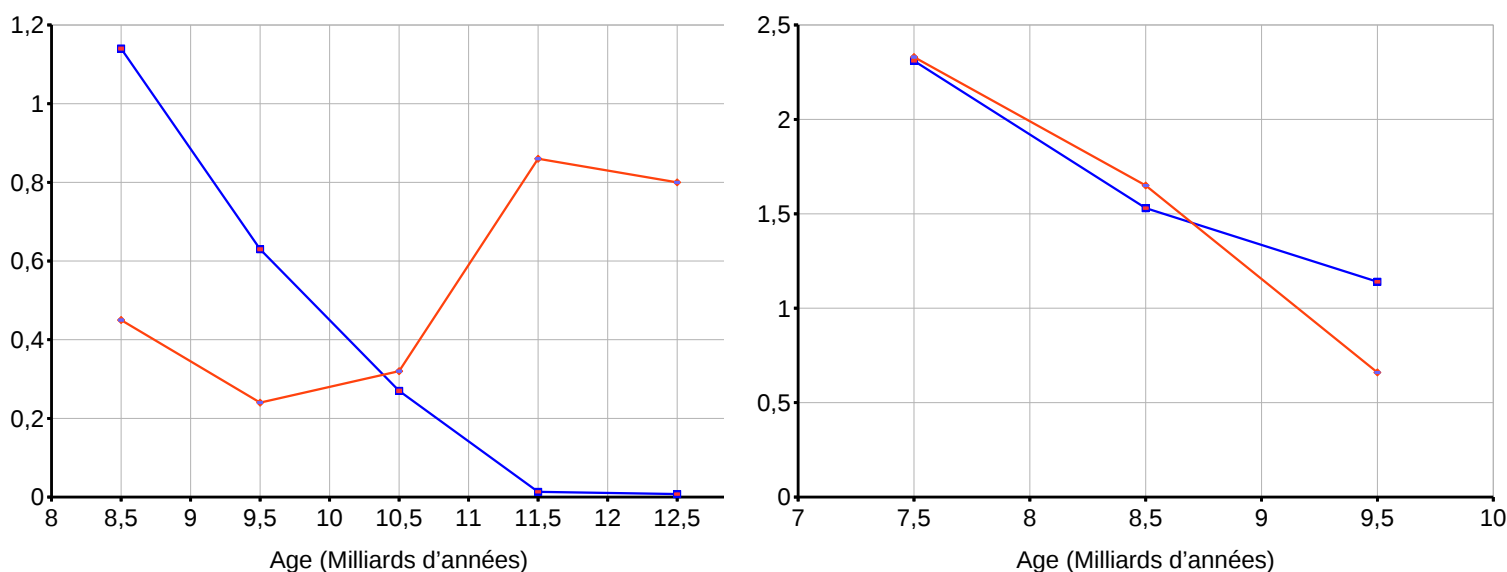


FIGURE 4.7 – Evolution des densités relatives par tranche d'âges du disque épais (à gauche) et du vieux disque mince (à droite) ajusté par le MCMC pour un disque épais simple (en bleu) et pour un disque épais avec une relations âge métallicité (en rouge).

Corrélations En observant les relations entre paramètres après convergence (figures 3 et 4 en annexe ainsi que tableau 4.8), plusieurs remarques peuvent être faites.

En plus des corrélations déjà observées précédemment, une nouvelle corrélation apparaît. Les intervalles d'âges les plus jeunes (entre 8 et 10 milliards d'années) sont légèrement corrélés avec l'échelle de longueur du disque épais tandis que les intervalles les plus vieux (entre 11 et 13 milliards d'années) sont plus fortement anticorrélés à la fois avec les échelles de longueur et de hauteur.

Ces corrélations/anticorrélations pourraient indiquer une nécessité d'assigner au disque épais différentes échelles de hauteur/longueur en fonction de l'âge. Ces variations d'échelles avec l'âge des étoiles du disque épais sont d'ailleurs d'éventuels marqueurs pour certains scénarios de formation du disque épais. Ces corrélations et anitcorrélations entre les densités relatives par tranche d'âge et l'échelle de hauteur ne sont pas observées pour les ajustements faits avec un disque épais simple. Il est donc possible que ces relations apparaissent du fait des métallicités différentes des tranches d'âges du disque épais et ne soient pas dû à l'âge des étoiles.

g_{flare}	0.64										
hh	0.29	-0.11									
hl	0.38	-0.05	0.44								
K2(1)	-0.01	-0.07	0.07	0.21							
K2(2)	0.06	0.02	0.08	0.23	-0.39						
K2(3)	-0.05	0.04	-0.10	-0.12	-0.24	-0.28-					
K2(4)	-0.02	0.10	-0.25	-0.21	-0.10	-0.16	-0.23				
K2(5)	-0.04	0.11	-0.40	-0.39	-0.01	-0.15	-0.14	-0.22			
K1(1)	0.03	-0.00	0.07	0.07	0.02	0.00	-0.01	-0.03	-0.06		
K1(2)	-0.02	-0.04	0.05	0.04	-0.01	-0.01	-0.02	-0.00	-0.03	-0.46	
K1(3)	-0.02	-0.3	0.02	-0.01	-0.04	0.01	-0.00	-0.03	0.01	-0.40	-0.46
	R_{flare}	g_{flare}	hh	hl	K2(1)	K2(2)	K2(3)	K2(4)	K2(5)	K1(1)	K1(2)

TABLE 4.8 – Coefficients de Pearson moyennés sur les 10 ajustements MCMC effectués pour un disque épais avec une relation âge/métallicité

Métallicité du nouveau disque épais Si l'on considère la métallicité moyenne qu'aurait un disque épais avec une relation âge métallicité de [Haywood et al. \(2013\)](#), on se retrouverait avec une métallicité moyenne de -0.56 dex. Cette valeur est proche de la valeur fixée sous-section 4.1.1. On a donc deux disques épais avec une métallicité et une densité d'étoiles proches mais qui ont des distributions d'âge très différentes.

4.1.3 Confusion entre disque épais et disque mince

Les ajustements du disque épais avec une relations âge/métallicité comme ceux du cas simple ne présentent pas de corrélation entre les densités relatives des différents intervalles d'âges du disque épais et du disque mince.

Cependant, la densité d'étoiles du disque épais est modifiée à la fois par la loi de densité de celui ci et les densités relatives en fonction des tranches d'âges tandis que la densité du disque mince n'est modifiée que par les seules densités relatives en fonction des tranches d'âges. Il est donc possible que des confusions existent entre disque épais et disque mince sans entraîner de corrélation directe entre les paramètres du disque épais et ceux du disque mince.

Disque épais des simulations avec une relation âge métallicité La possibilité de confusion entre disque mince et disque épais est augmentée dans le cas où le disque épais possède une relation âge métallicité.

Il existe en effet un intervalle d'âge où les étoiles du disque épais et du disque mince possèdent la même métallicité et le même âge (figure 4.8).

Pour vérifier si les différences entre disque épais et disque mince sont assez importantes pour que les ajustements puissent distinguer les étoiles du disque mince de celles du disque épais, j'ai comparé le diagramme $T_{eff} \log(g)$ des simulations pour les étoiles du disque épais avec la relation âge métallicité entre 8 et 9 milliards d'années et les étoiles du disque mince entre 7 et 10 milliards d'années.

Si les étoiles du disque mince possèdent des relations $T_{eff} \log(g)$ assez proches (expliquant ainsi la forte anticorrélation entre les trois paramètres de densité du disque mince), ce n'est pas le cas pour le disque épais qui est bien distinct du disque mince (figure 4.9) cette différence en température se répercute lorsque l'on s'intéresse aux couleurs.

Comme expliqué 3.1 les couleurs des étoiles sont obtenues à partir de différents paramètres dont la

température. Dans les figures 4.10 et 4.11 qui donnent les relations entre la température et les couleurs étudiées on observe bien une différence entre la T_{eff} des étoiles du disque épais jeune et celles du vieux disque mince qui peut aller jusqu'à 300 Kelvin.

Cette différence de température peut entraîner (pour des températures au delà de 6 000 K) une différence de couleur visible (on a une diminution d'environ 0.1 dex en J-K pour SDSS et de 0.15 en g-r pour 2MASS soit de 2 à 3 intervalles de couleurs).

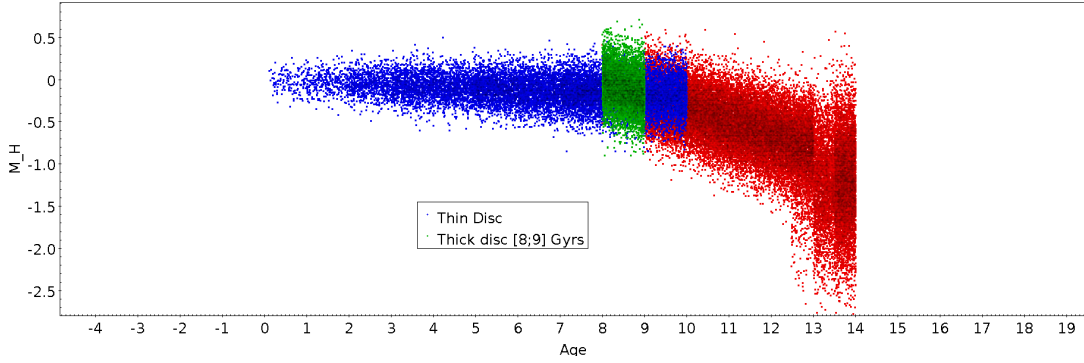


FIGURE 4.8 – Relation entre l'âge et la métallicité des simulations avec une relation âge métallicité pour le disque épais (en rouge) et un disque mince (en bleu) on observe bien qu'il existe des âges pour lesquels il y a une confusion entre disque épais et disque mince. En particulier pour la population la plus jeune du disque épais (en vert).

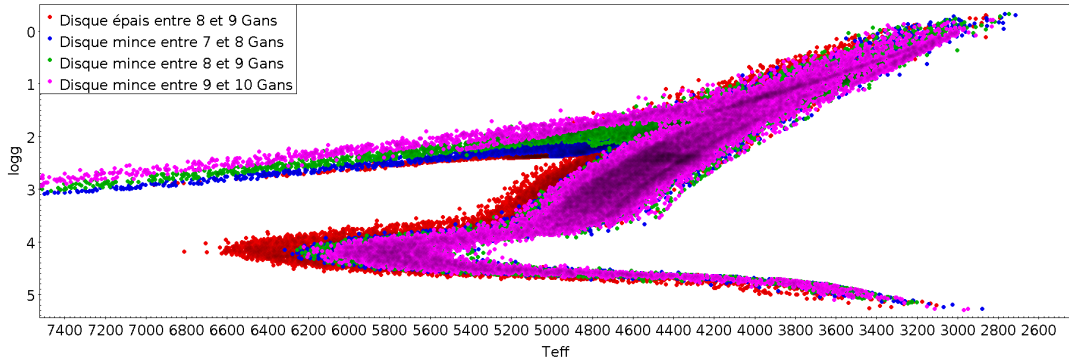


FIGURE 4.9 – Relation entre la T_{eff} et la $\log(g)$ pour le disque épais jeune (en rouge), le disque mince entre 7 et 8 milliards d'années (en bleu), 8 et 9 milliards d'années (en vert) et 9 et 10 milliards d'années (en mauve). On observe bien un décalage (environ 300 K au turnoff) entre le disque épais et le disque mince. Ce décalage est assez important pour que les distributions de la population jeune du disque épais et vieille du disque mince puissent être séparées.

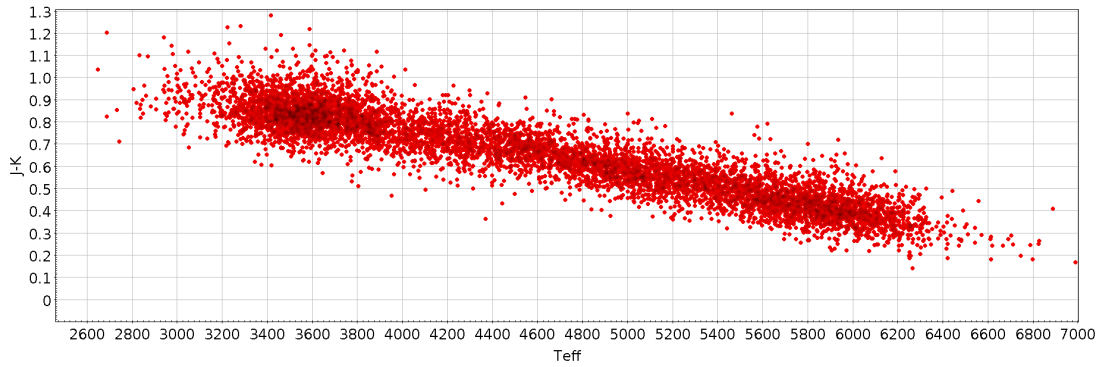


FIGURE 4.10 – Relation dans les simulations entre la température et la couleur J-K utilisée par les ajustements pour des simulations 2MASS.

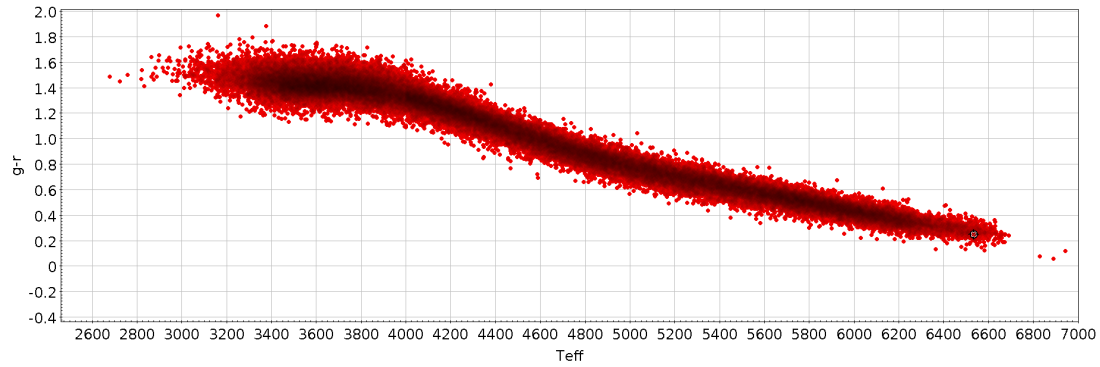


FIGURE 4.11 – Relation dans les simulations entre la température et la couleur g-r utilisée par les ajustements pour des simulations SDSS.

Disque épais des simulations sans relation âge métallicité De manière générale, si l'on s'intéresse au diagramme couleurs magnitudes pour les simulations standard, on peut aussi séparer le disque épais. En effet, on remarque qu'il existe des grandes parties du diagramme couleurs magnitudes SDSS qui ne sont couvertes que par le disque épais (figure 4.12). Du côté de 2MASS, c'est cette fois-ci le disque mince qui est présent sur une partie du diagramme couleurs magnitudes où est absent le disque épais (figure 4.13), même si dans ce cas la différence entre disque épais et disque mince est moins marquée.

Ces observations semblent donc indiquer que l'on devrait pouvoir faire la distinction entre disque mince et disque épais que ce soit pour un disque épais avec ou sans relations âge métallicité.

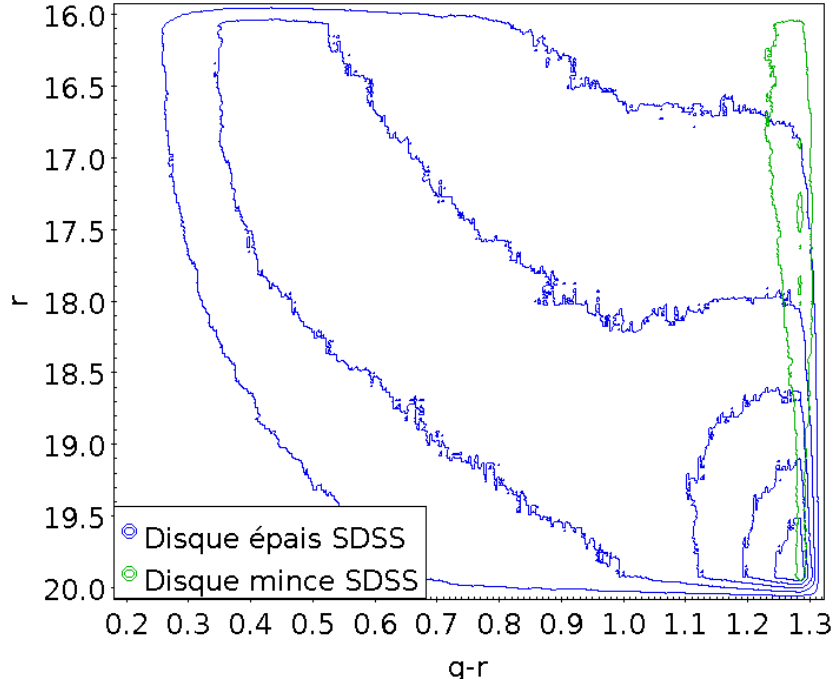


FIGURE 4.12 – Diagramme couleurs magnitudes pour le disque épais (en bleu) et le disque mince (en vert) des simulations SDSS avec un disque épais sans relation âge/métallicité. On remarque vite que le disque mince n'est présent que sur une petite partie de ce diagramme contrairement au disque épais.

4.1.4 Modèles testés non convergents

Deux dernières configurations ont été testées.

Tout d'abord, une première configuration qui, en plus d'ajouter une relation âge métallicité, ajoutait une relation entre l'âge et les échelles de hauteur et de longueur dans le but d'étudier les corrélations et anticorrélations entre les densités relatives par tranche d'âges et les échelles de longueur obtenues après ajustement d'un disque épais possédant une relation âge métallicité.

Une deuxième configuration est également testée, il s'agit du disque épais avec deux épisodes de formations, configuration qui donnait les meilleurs résultats dans l'article de [Robin et al. \(2014\)](#). Dans les deux cas, les résultats de ces ajustements n'ont pas été exploitables.

Ajout d'une relation âge échelle de hauteur/échelle de longueur

Les corrélations et anticorrélations observées entre les échelles de longueur et les paramètres de densité du disque épais avec une relation âge métallicité pour ces étoiles pouvant être un indice de la formation d'un disque épais avec différentes distributions de densités (qui dépendent de l'âge des étoiles du disque épais). Pour cette raison, un ajustement qui rajoute une variation des échelles de hauteur et de longueur avec le temps est testé. Afin de simplifier le problème et de réduire le nombre de paramètres, on considérera que le disque épais peut être découpé en quatre fonctions de densité une pour chaque intervalle d'âge. Ces distributions de densité sont toujours sécantes carrées mais leurs échelles de hauteur/longueur changent de manière linéaire avec l'âge (voir équations 4.1 et 4.2 où hl_8 est l'échelle de longueur à 8 milliards d'années, où hh_8 est l'échelle de hauteur à 8 milliards d'années B_l la pente en longueur, B_h la pente en hauteur et i un indice décrivant l'intervalle d'âge concerné et variant de 1 pour les

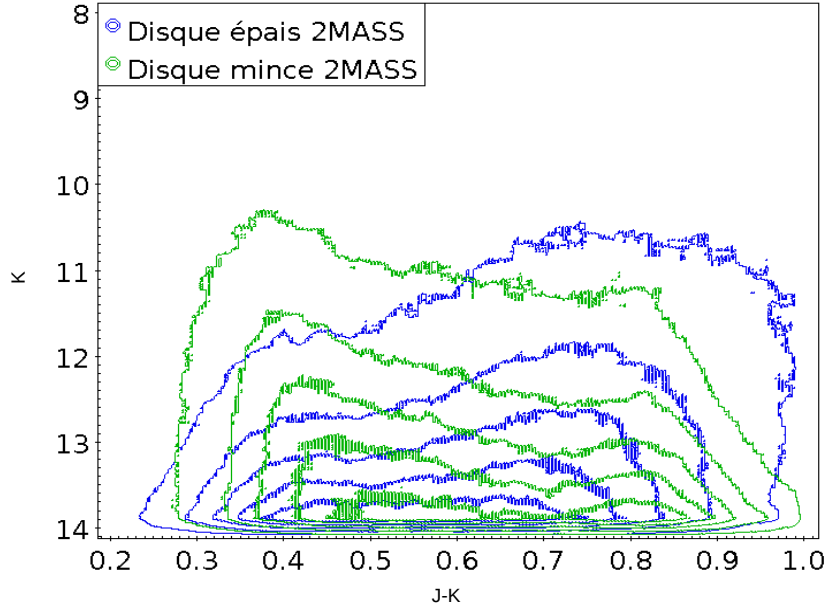


FIGURE 4.13 – Diagramme couleurs magnitudes pour le disque épais (en bleu) et le disque mince (en vert) des simulations 2MASS avec un disque épais sans relation âge métallicité. Si la séparation entre disque mince et disque épais est moins évidente, on remarque tout de même que les étoiles du disque mince sont présentes dans des zones du diagramme couleurs magnitudes non couvertes par le disque épais.

étoiles entre 8 et 9 milliards d’années à 5 pour les étoiles entre 12 et 13 milliards d’années). L’évasement du disque épais reste le même pour toutes les populations.

$$hl = hl_8 + Bl \times (i - 1) \quad (4.1)$$

$$hh = hh_8 + Bh \times (i - 1) \quad (4.2)$$

En plus d’explorer les corrélations et anticorrélations entre l’échelle de longueur du disque épais et les intervalles d’âge du disque épais observées pour le cas abordé sous-section 4.1.2, ces ajustements auraient pu permettre la distinction entre deux scénarios de formation du disque épais testés : le scénario de formation intérieur extérieur et le scénario de formation par accréation de gaz. Le premier suppose que les populations les plus vieilles du disque épais possèdent une échelle de hauteur plus importante et une échelle de longueur plus courte que les populations les plus jeunes. Les résultats de [Robin et al. \(2014\)](#) au contraire, semblaient indiquer que le disque épais se contractait avec l’âge.

Malheureusement on se retrouve toujours avec une pente en longueur qui atteint la valeur minimale fixée et ce pour toutes les valeurs minimales testées rendant les résultats obtenus inexploitable. On peut tout de même remarquer que la corrélation entre hh_8 et les différentes densités relatives par tranche d’âges du disque épais semble avoir disparu ou a fortement diminué à l’exception du coefficient de Pearson entre 10 et 11 milliards d’années (voir table 4.9).

Si l’on veut étudier la variation du profil de densité avec l’âge ou la métallicité du disque épais, une relation affine des échelles du disque épais avec l’âge ne semble pas être la configuration la plus adaptée. Malheureusement du fait du grand nombre de paramètres engendrés par une telle configuration, avoir cinq disques épais indépendants (un pour chaque intervalle d’âge du disque épais) ne semble pas réaliste.

Tranche d'âge concernée (milliards d'années)	Coefficient de Pearson des ajustements sous-section 4.1.2	Tranche d'âge concernée (milliards d'années)	Coefficient de Pearson des ajustements sous-section 4.1.4
[8 ;9]	0.21	[8 ;9]	-0.01
[9 ;10]	0.23	[9 ;10]	0.05
[10 ;11]	-0.12	[10 ;11]	-0.17
[11 ;12]	-0.21	[11 ;12]	-0.12
[12 ;13]	-0.39	[12 ;13]	-0.10

TABLE 4.9 – Coefficients de Pearson pour les relations entre l'échelle de hauteur et les densités relatives par tranches d'âge des ajustements avec une relation âge métallicité (page 52) comparé à ceux pour les relations échelle de hauteur à 8 milliards d'années et densités relatives par tranches d'âge des ajustements avec une relation âge métallicité et âge échelle de hauteur/échelle de longueur

Essais d'un ajustement d'un disque avec deux épisodes de formation

Une dernière configuration a été testée. Il s'agit du disque épais avec deux épisodes de formation, configuration qui donnait les meilleurs résultats dans [Robin et al. \(2014\)](#). Ce disque épais double est constitué de deux disques épais indépendants qui sont à la base identiques sur tous les points sauf un. En effet, ceux ci sont simulés avec les paramètres présentés tableau 3.2 mais l'un des disque épais est simulé avec une métallicité moyenne de -0.5 dex et une dispersion de 0.3 dex tandis que l'autre est simulé avec une métallicité moyenne de -0.8 dex et une dispersion de 0.3 dex. Malheureusement, le grand nombre de paramètres de cette configuration conduit à un résultat où la convergence n'est pas atteignable (les différents paramètres pouvant donner un Lr équivalent étant trop différents les uns des autres). Pour ces raisons, il n'est pas possible d'obtenir l'ajustement d'un disque épais avec deux épisodes de formation comparable avec le disque épais avec deux épisodes de formation de [Robin et al. \(2014\)](#).

4.1.5 Conclusions

Les ajustements présentés dans cette section n'arrivent donc pas à reproduire les observations. Pour les différentes configurations utilisées, le problème est toujours le même : on observe un manque d'étoiles pour des intervalles précis de couleur que ce soit pour SDSS (g-r entre 0.2 et 0.6 mag et de magnitude r entre 16 et 18 mag) ou 2MASS (J-K_S entre 0.2 et 0.6 mag et de magnitude K_S entre 12 et 14 mag pour 2MASS).

Une propriété intéressante est observée lorsque l'on modifie la métallicité du disque épais. En effet, on peut se retrouver avec des étoiles qui ont la même fonction de densité, la même métallicité moyenne mais des taux de formation stellaire complètement différents.

Le nombre de paramètres et leurs corrélations sont tels qu'il n'est pas possible d'ajuster un disque épais plus complexe (avec deux épisodes de formation, avec une relation âge échelle de hauteur/échelle de longueur) et d'arriver à la convergence. Pour étudier ces configurations plus complexes, il faudra donc réussir à réduire le nombre de paramètres ajustés.

Dans l'ensemble, aucune des deux configurations testées dans cette section ne change fortement les histogrammes obtenus (figure 4.14, 4.15 et 4.16).

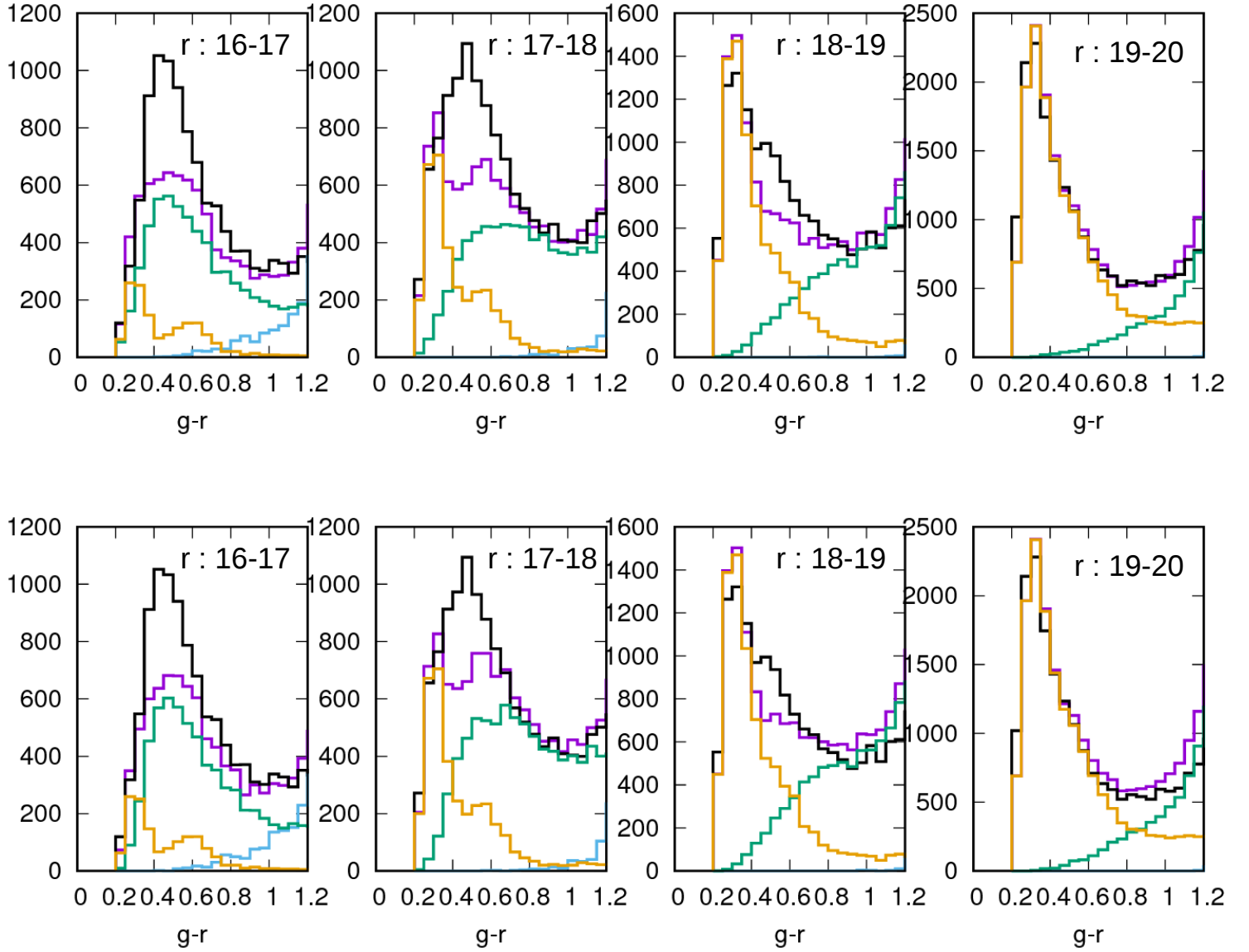


FIGURE 4.14 – Somme des histogrammes obtenus après ajustements pour le patch 3 de SDSS pour les ajustements du disque épais simple (en haut présenté sous-section 4.1.1) et du disque épais avec une relation âge métallicité (en bas présenté sous-section 4.1.2). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .

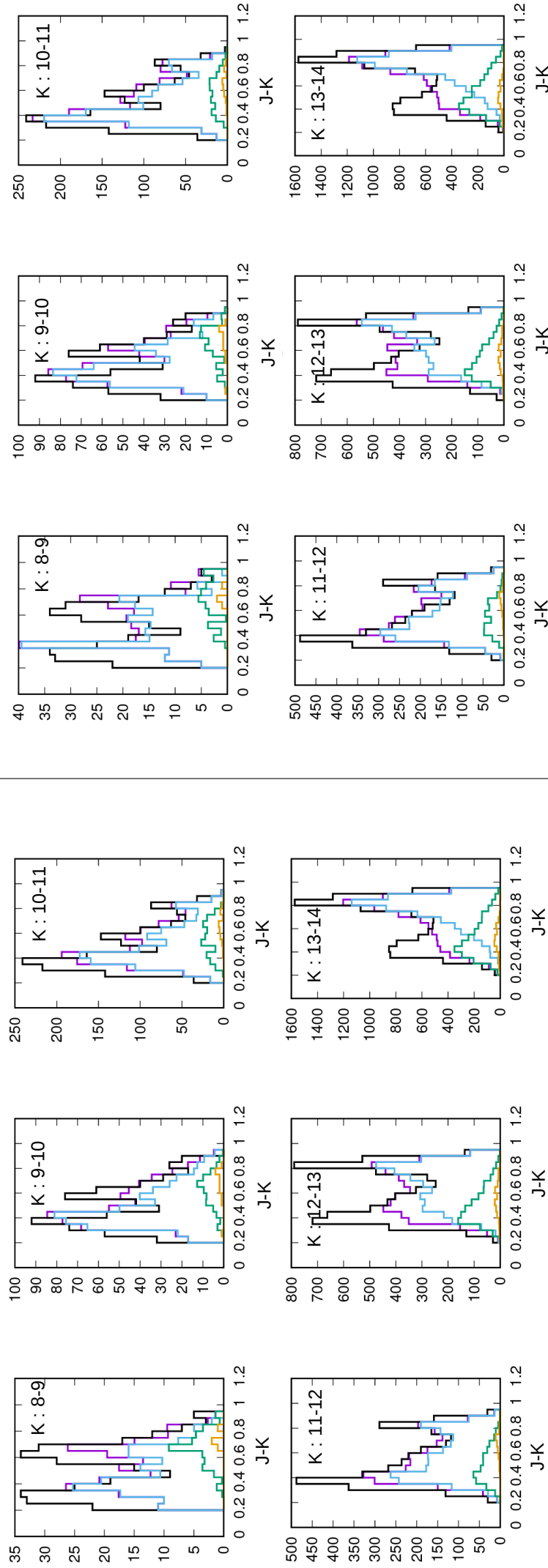


FIGURE 4.15 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement en pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais simple (à gauche présenté sous-section 4.1.1) et du disque épais avec une réaction âge métallicité (à droite présenté sous-section 4.1.2). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .

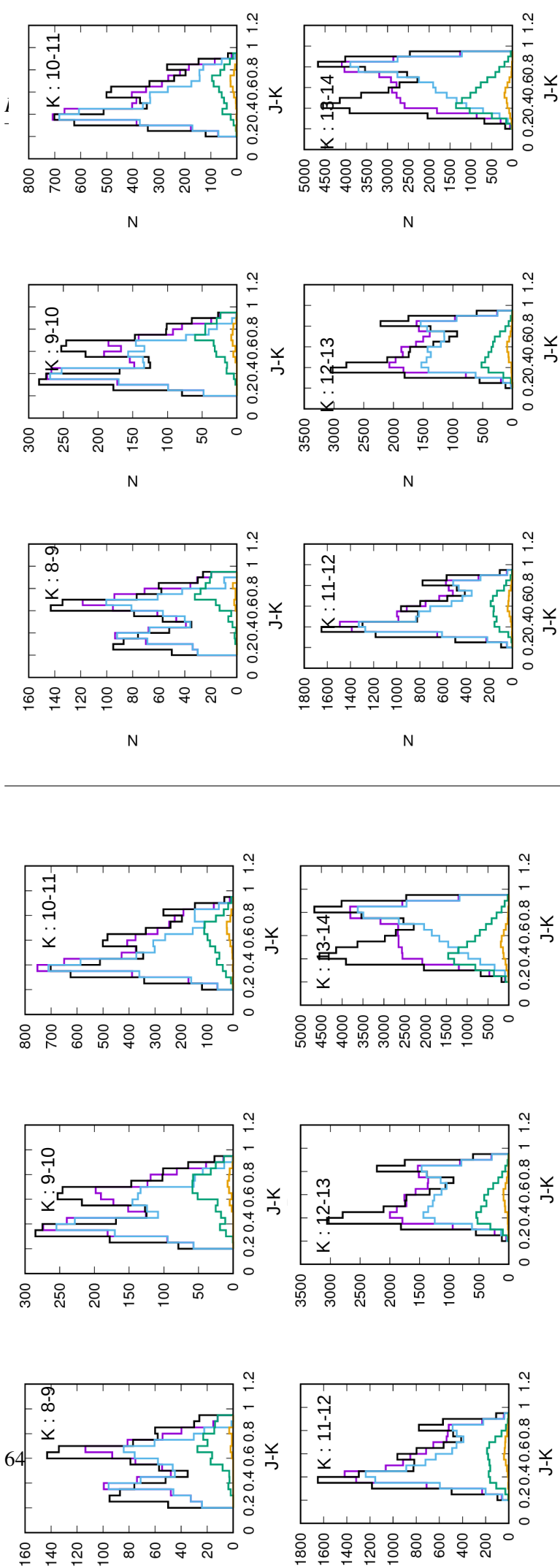


FIGURE 4.16 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement en pour les champs 2MASS entre 40 et 60 degrés de latitude pour les ajustement du disque épais simple (à gauche présenté sous-section 4.1.1) et du disque épais avec une réaction âge métallicité (à droite présenté sous-section 4.1.2). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .

4.1.6 Etude des zones mal ajustées

Afin de mieux comprendre l'origine possible des défauts dans les ajustements, je me suis penché spécifiquement sur les étoiles des zones qui n'étaient pas correctement reproduites (il s'agit des étoiles de couleur g-r entre 0.2 et 0.6 mag et de magnitude r entre 16 et 18 mag pour SDSS et d'étoiles de couleur J-K_S entre 0.2 et 0.6 mag et de magnitude K_S entre 12 et 14 mag pour 2MASS). En regardant les différents paramètres des étoiles, on se rend compte que les zones concernées par ce manque d'étoiles regroupent en majorité des étoiles entre $0.8 M_{\odot}$ et $1.1 M_{\odot}$ (figure 4.17). Cette observation est assez importante car elle laisse supposer que modifier la distribution en masse des simulations pour augmenter les proportions d'étoiles entre $0.8 M_{\odot}$ et $1.1 M_{\odot}$ pourrait améliorer nos ajustements.

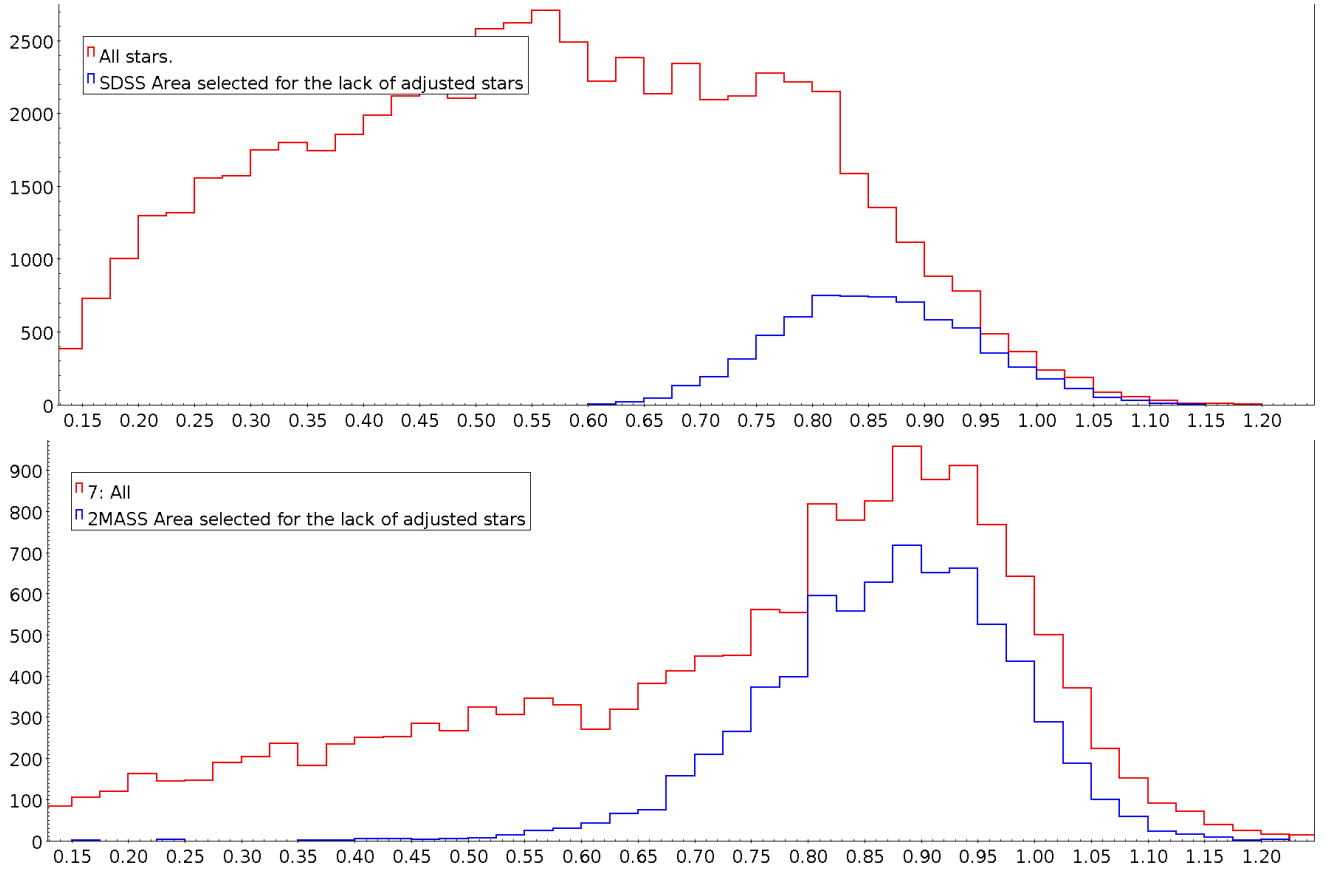


FIGURE 4.17 – Distributions en masses pour des simulations SDSS (en haut) et 2MASS (en bas) utilisées pour l'ajustement du disque épais. La totalité des simulations utilisées sont en rouge. Les étoiles provenant des zones mal ajustées sont en bleu

4.2 Modification de la fonction de masse initiale

Comme on l'a vu précédemment, le défaut d'ajustement observé dans les premiers modèles semble être, pour les deux grands relevés utilisés pour les ajustements, dû à un manque d'étoiles les plus massives. Or, la distribution de masse des étoiles dépend de la fonction de masse initiale (IMF). Si l'on veut modifier la proportion d'étoiles du disque épais dans l'intervalle de masse $[0.8; 1.1] M_{\odot}$, il faudra donc changer son IMF.

		Pente de l'IMF de Kroupa (2001)
premier intervalle de masse ($M_{\odot}$)	[0.01 ; 0.08]	0.7
deuxième intervalle de masse ($M_{\odot}$)	[0.08 ; 0.5]	-0.3
troisième intervalle de masse ($M_{\odot}$)	[0.5 ; 1.0]	-1.3
quatrième intervalle de masse ($M_{\odot}$)	> 1.0	-1.3

TABLE 4.10 – Presentataion de l'IMF de **Kroupa (2001)**.

4.2.1 L'IMF du disque épais

Les travaux traitant de la fonction de masse initiale du disque épais ne sont pas nombreux. En général, celle ci est considérée comme étant la même que celle du disque mince, c'est à dire dans la plupart des cas l'IMF de **Kroupa (2001)** (voir table 4.10). Dans la revue de **Bastian et al. (2010)**, ceux ci citent deux articles qui traitent de l'IMF du disque épais : **Reylé & Robin (2001)** et **Vallenari et al. (2006)** qui trouvent une pente de l'IMF de 0.5 pour les étoiles du disque épais entre 0.2 et 0.8 $M_{\odot}$.

Dans l'article de **Robin et al. (2014)**, l'IMF du disque épais était ajustée en considérant que sa pente était un paramètre libre, la valeur optimale de cet IMF donnant une pente de 0.22 pour les étoiles entre 0.5 et 0.9 $M_{\odot}$.

L'article de **Martín-Navarro et al. (2015)** observe la pente de l'IMF des étoiles de plus de 0.6 $M_{\odot}$ pour des galaxie jeunes (Early Type Galaxies) dont la masse stellaire est du même ordre de grandeur que la Voie Lactée (leur masse stellaire moyenne est de $10^{11.54} M_{\odot}$ à comparer aux $10^{12} M_{\odot}$ de la Voie Lactée). **Martín-Navarro et al. (2015)** observent une relation linéaire entre la pente de l'IMF et la métallicité des galaxies observées. En prenant la métallicité moyenne du disque épais (-0.5 dex), on se retrouve avec une pente de -0.45.

L'universalité de l'IMF pour toutes les populations galactiques n'est donc pas si évidente. Il devient donc intéressant de se pencher sur ce paramètre afin de mieux comprendre son impact sur les ajustements.

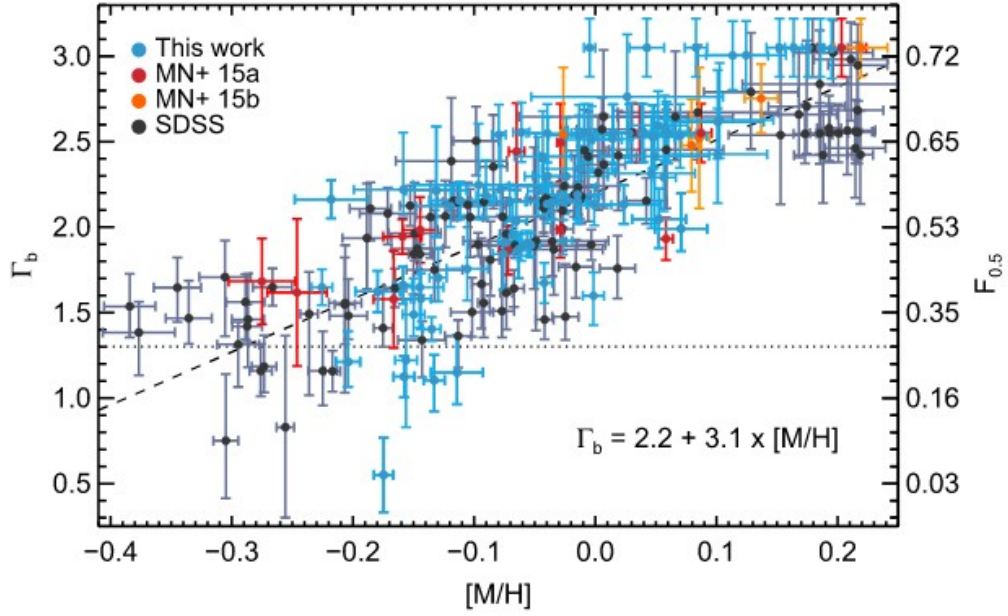


FIGURE 4.18 – Relation entre la pente de l’IMF et la métallicité pour les galaxies observées (figure 2 page 3 de [Martín-Navarro et al. \(2015\)](#)). La ligne horizontale correspond à la fonction de masse initiale de [Kroupa \(2001\)](#). La deuxième ligne en pointillé correspond à la relation linéaire qui ajuste au mieux l’IMF des galaxies observées. Pour l’utilisation de Γ , on peut écrire l’IMF sous la forme $N(m) = C_0 \times m^{-\Gamma}$

Modifier le comptage Comme pour les autres paramètres recherchés par les ajustements du MCMC, l’IMF ne sera pas modifiée directement dans les simulations.

A la place, le comptage d’une étoile à une masse donnée sera changé de la manière suivante :

$$N_{\text{modif}}(m) = \frac{IMF_{\text{modif}}(m)}{IMF_0(m)}$$

où $N_{\text{modif}}(m)$ est le comptage modifié pour une masse donnée, IMF_{modif} la fonction de masse modifiée et IMF_0 la fonction de masse des simulations (dans notre cas celle présentée table 3.3). Comme il a été observé figures 4.19 et 4.20, il existe peu d’étoiles du disque épais plus massives que $1.2 M_{\odot}$ et aucune plus massive que $1.35 M_{\odot}$. Pour ces raisons, seuls les deux premiers intervalles de masse de l’IMF seront modifiés.

Modifier l’IMF revient à modifier à la fois la distribution en masse des étoiles et le nombre total d’étoiles. Pour que les densités relatives par tranche d’âges restent comparables avec celles des résultats précédents, il faudra donc prendre en compte cette modification du nombre d’étoiles due à une nouvelle IMF.

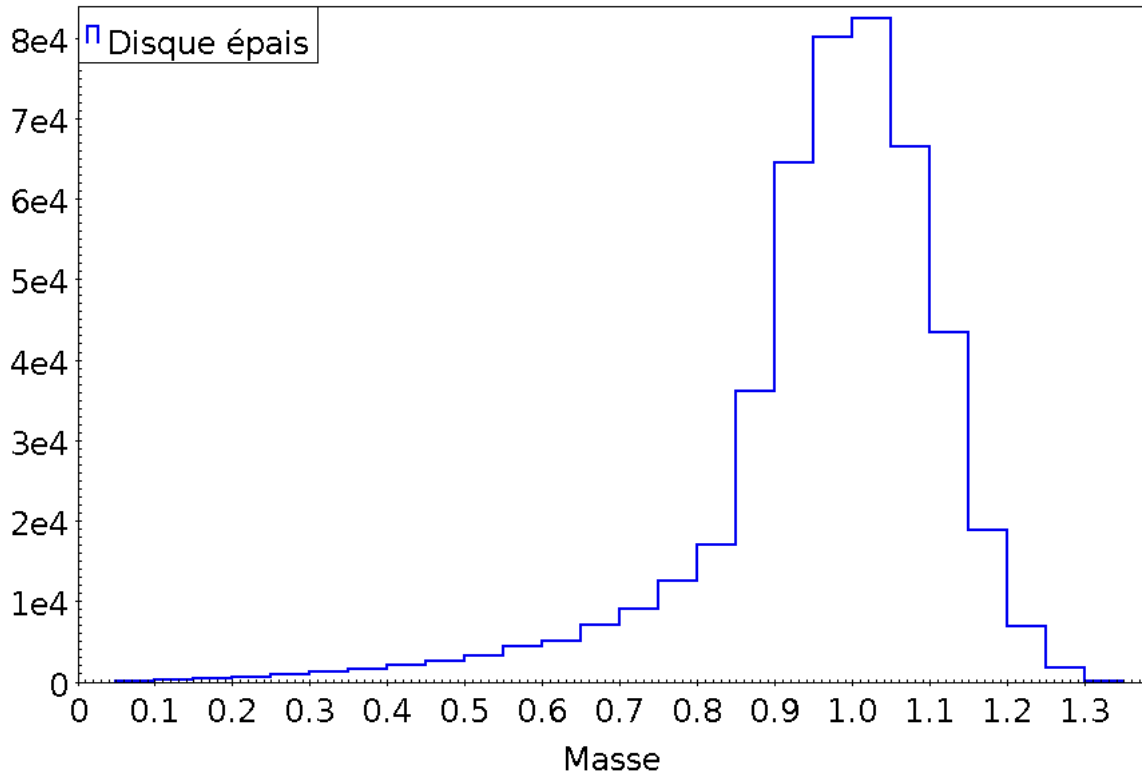


FIGURE 4.19 – Distribution en masse du disque épais pour les simulations initiales 2MASS

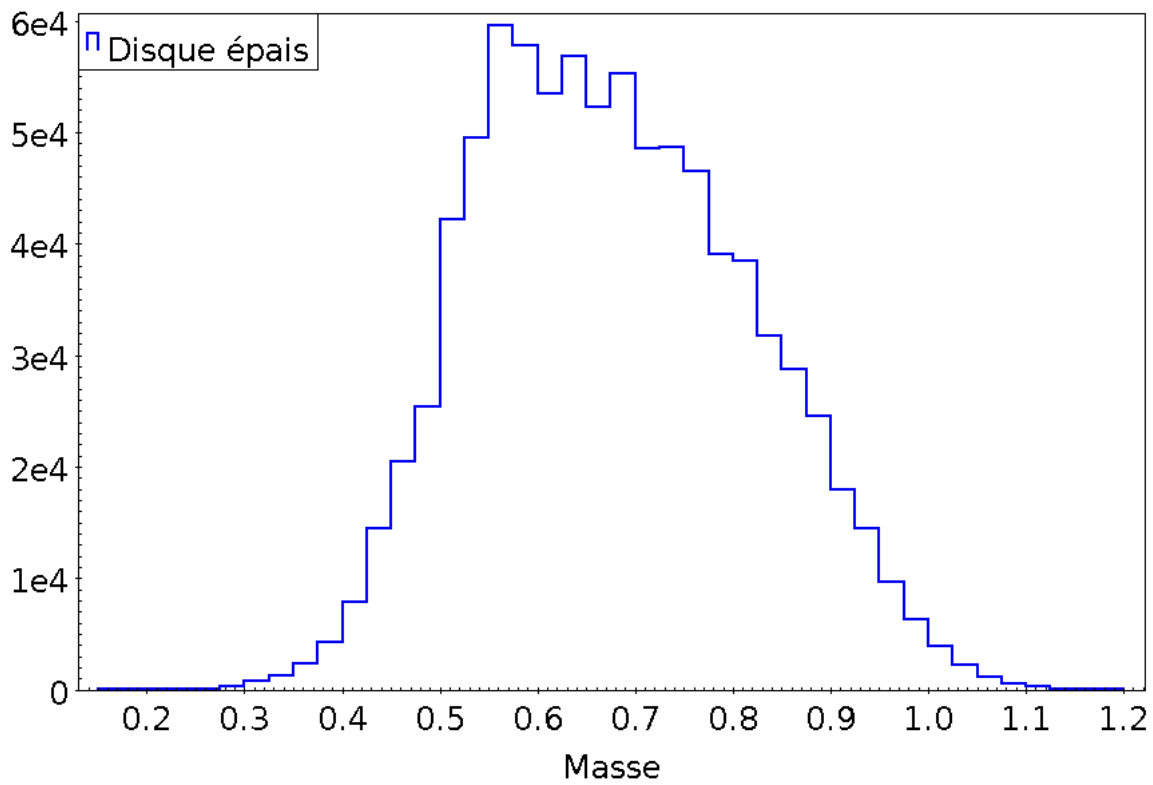


FIGURE 4.20 – Distribution en masse du disque épais pour les simulations initiales SDSS

4.2.2 IMF laissée comme un paramètre libre

Comme dans Robin et al. (2014), on fait varier la pente de l'IMF du disque épais. La seule différence c'est que Robin et al. (2014) faisaient varier la pente de cette IMF pour un intervalle de masse entre 0.5 et $0.9 M_{\odot}$, alors que les intervalles de masse utilisés ici seront au nombre de deux. Le premier sera entre 0.09 et $0.5 M_{\odot}$ et le second entre 0.5 et $1.53 M_{\odot}$. Les pentes sont autorisées à varier entre -6 et 6 .

Résultats Comme expliqué plus haut, le nombre d'étoiles du disque épais est modifié par l'IMF. Ne pouvant pas prévoir l'impact (augmentation ou diminution) d'une IMF ajustée, les valeurs maximales des densités relatives par tranche d'âges ont été augmentées passant de 6 à 14. Malgré cette augmentation, on trouve que :

- La densité relative pour la tranche d'âge la plus jeune atteint la valeur maximum fixée
- La pente de l'IMF pour les étoiles les moins massives ($[0.09; 0.5] M_{\odot}$) atteint 4.95 une valeur assez peu réaliste.

Ces deux faits rendent les résultats assez peu exploitables.

Cependant, le L_r atteint par ces ajustements (qui est de $-42\ 800$) ainsi que les histogrammes tirés de ces ajustements (figures 4.21, 4.22 et 4.23), qui bien que ne collant pas parfaitement aux observations montrent tout de même une amélioration par rapport aux résultats précédents, nous incite à rechercher une IMF qui augmente le rapport entre les étoiles de masses supérieures à $0.8 M_{\odot}$ et celles de masses inférieures à $0.8 M_{\odot}$ mais reste tout de même comparables à celles de la littérature.

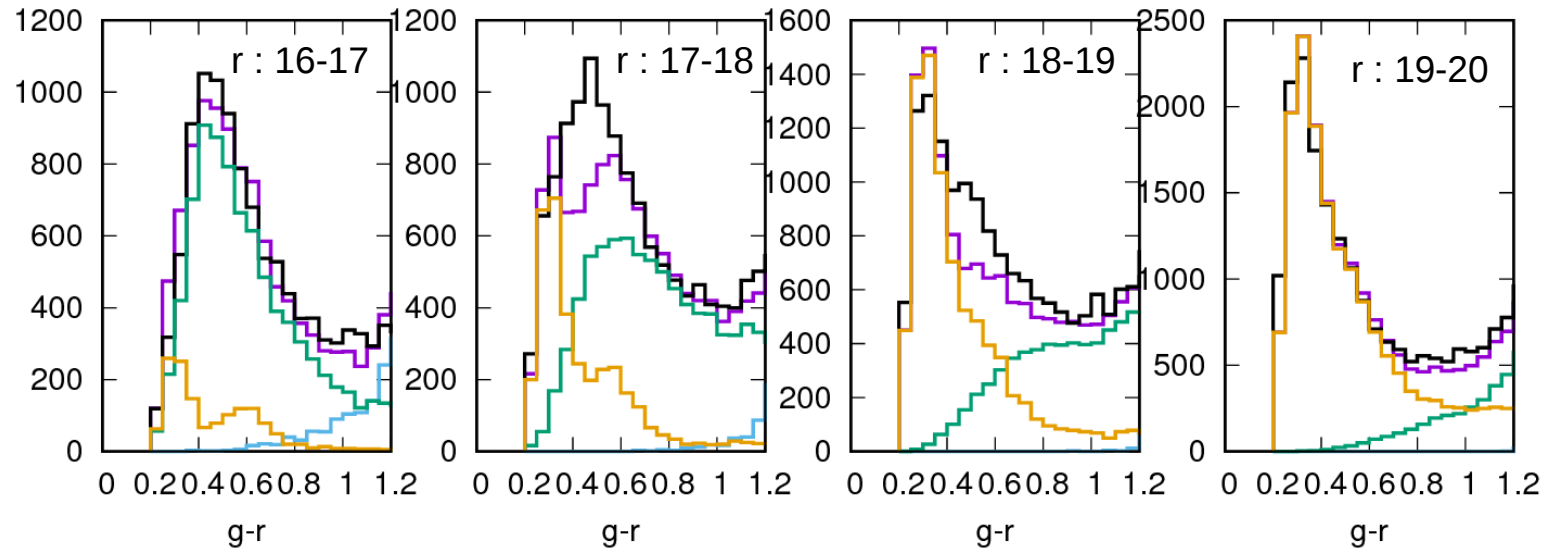


FIGURE 4.21 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement d'un disque épais avec une IMF laissée comme paramètre libre pour le patch 3. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange

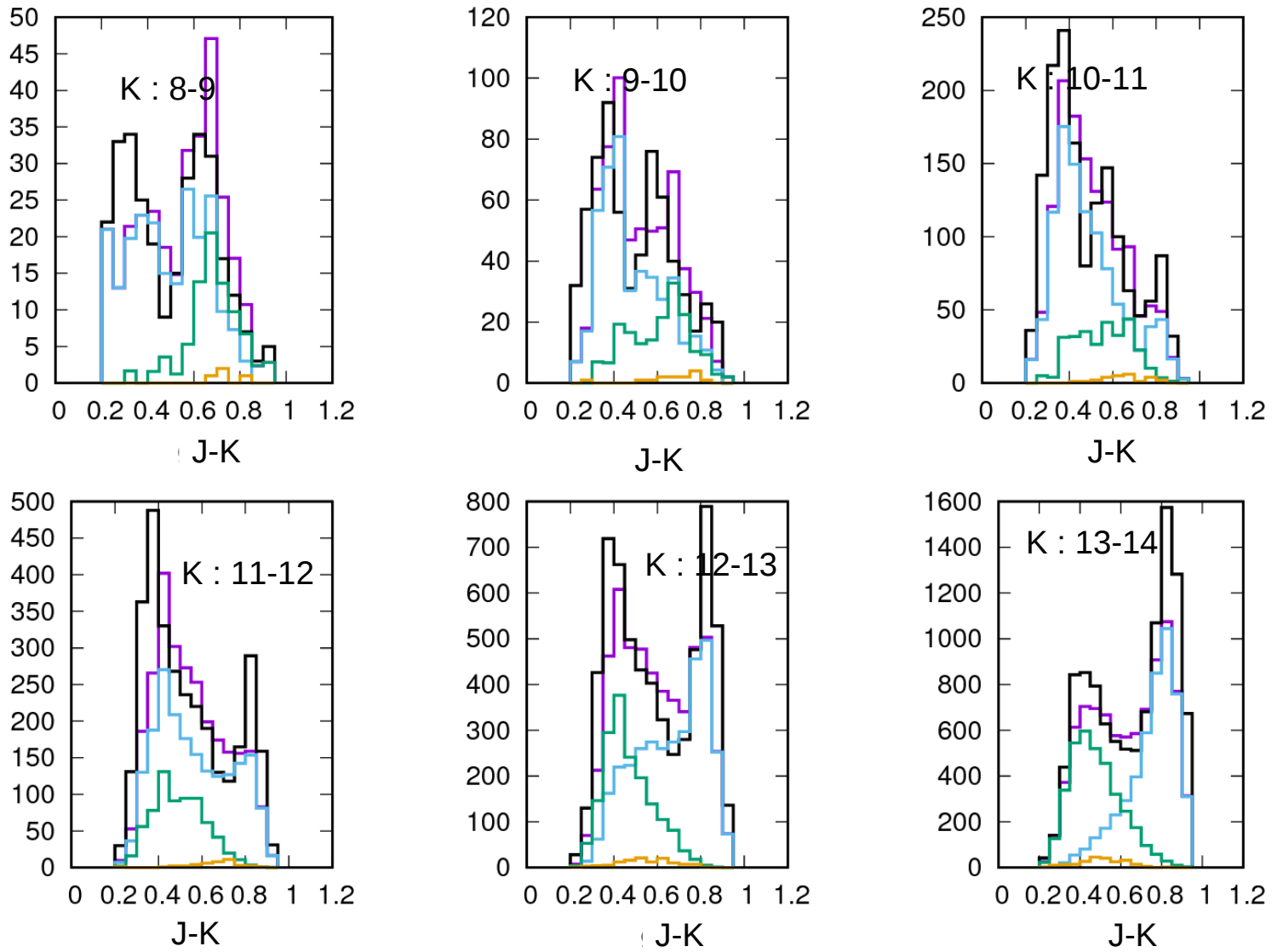


FIGURE 4.22 – Somme des histogrammes obtenus après ajustements d'un disque épais avec une IMF laissée comme paramètre libre pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude . Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange.

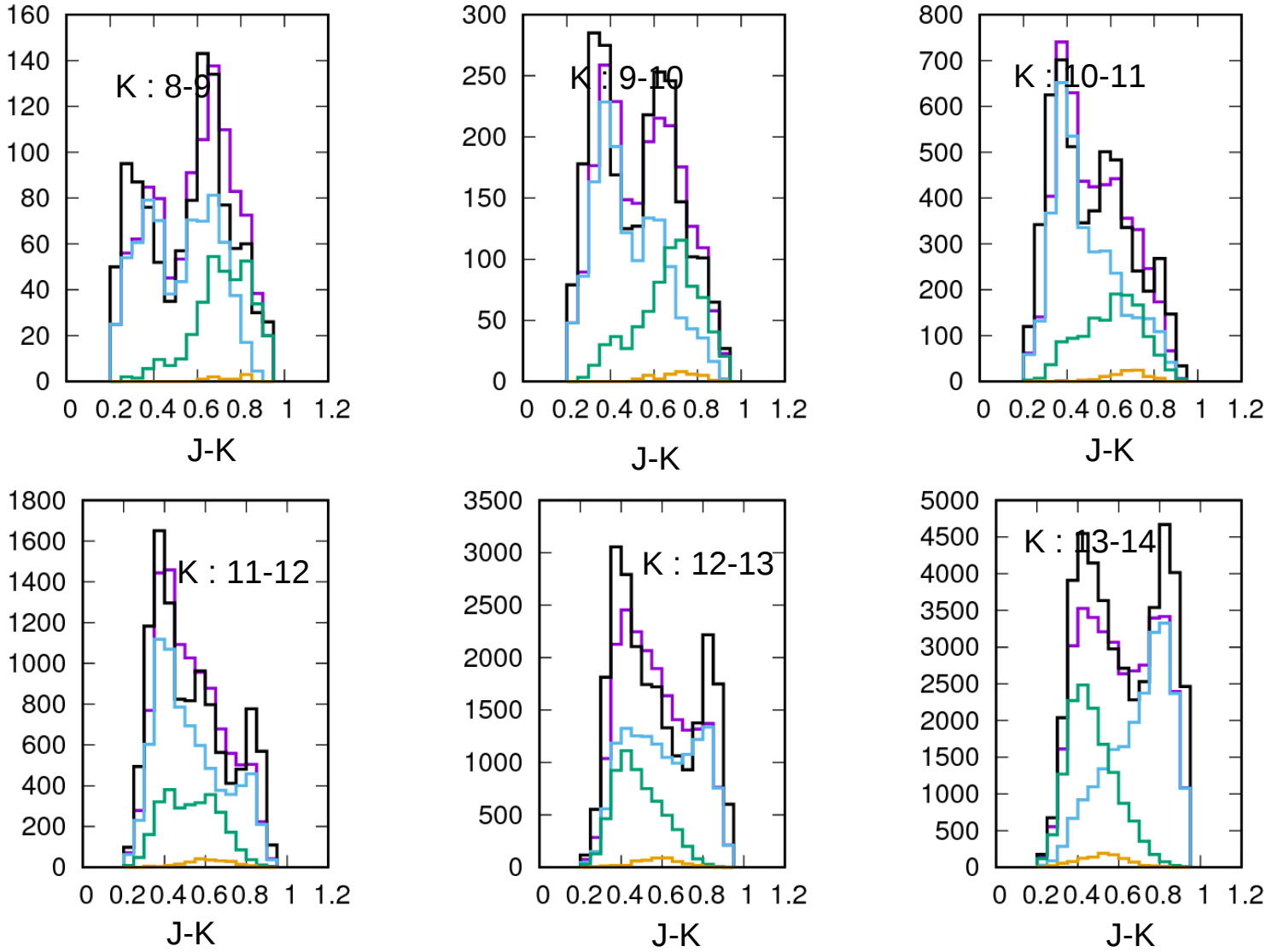


FIGURE 4.23 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement d’un disque épais avec une IMF laissée comme paramètre libre pour les champs 2MASS entre 60 et 40 degrés de latitude. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange.

4.2.3 Test d’une fonction de masse initiale fixée

Modifier l’IMF semble bien améliorer les ajustements du disque épais. Cependant, cette IMF est beaucoup trop éloignée des IMF obtenues dans les articles et études sur le sujet pour être considérée comme réaliste. Pour ces raisons, l’IMF du disque épais sera modifiée et fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#). Sur les 10 ajustements lancés, 6 convergent vers la même valeur. Le L_r obtenu après ces ajustements est plus bas que celui obtenu avec une IMF variable on passe en effet de -42830 à -45280 (tout en restant bien plus élevé que les -60700 du cas présenté sous section 4.1.1).

On trouve une échelle de longueur assez élevée et d’autres paramètres géométriques (échelles de hauteur, évasement) assez proches du résultat simple abordé sous-section 4.1.1. Si les densités relatives

par tranche d'âges sont à première vue assez différentes de celles présentées sous-section 4.1.1, on retrouve toujours un nombre d'étoiles du disque épais qui décroît avec leur âge ainsi qu'une majorité (67 %) d'étoiles entre 8 et 10 milliards d'années. Le disque épais quant à lui est légèrement moins dense que pour le cas présenté sous-section 4.1.1.

Densités relatives Comme expliqué plus haut (4.2.1), modifier l'IMF entraîne en plus d'une modification de la distribution en étoiles, une modification de leur nombre. Pour le cas de l'IMF de **Reylé & Robin (2001)**, les changements apportés entraînent une baisse du nombre d'étoiles d'environ 11 % par rapport à l'ancienne IMF. Afin de pouvoir comparer les densités relatives par tranche d'âge obtenus par les ajustements avec l'IMF de **Reylé & Robin (2001)** avec ceux obtenus précédemment, il faudra multiplier ces densités relatives par 0.89.

Paramètre	Disque épais avec une IMF de Reylé & Robin (2001)	Disque épais présenté sous section 4.1.1
Echelle de longueur (pc)	3090.13 $\pm$ 15.69	2304.75 $\pm$ 10.18
Echelle de hauteur (pc)	617.70 $\pm$ 2.02	648.42 $\pm$ 2.23
Pente de l'évasement (pc/kpc)	9.64E-2 $\pm$ 3.3E-3	0.12 $\pm$ 3.07E-3
Rayon de l'évasement (pc)	9663.68 $\pm$ 38.24	9117.00 $\pm$ 33.90
Lr	-45280	-60700

TABLE 4.11 – Paramètres du profil du disque épais avec une IMF fixée ces résultats sont comparés avec ceux obtenus pour le disque épais simple.

Age du disque épais (10 ⁹ ans)	Densité relative du cas avec une IMF de Reylé & Robin (2001)	Densité relative du cas présenté sous section 4.1.1	Age du disque mince (10 ⁹ ans)	Densité relative du cas avec une IMF de Reylé & Robin (2001)	Densité relative du cas présenté sous section 4.1.1
[8;9]	0.94 $\pm$ 0.02	1.14 $\pm$ 0.02	[7;8]	2.10 $\pm$ 0.04	2.33 $\pm$ 0.04
[9;10]	0.73 $\pm$ 0.02	0.63 $\pm$ 0.02	[8;9]	1.26 $\pm$ 0.04	1.65 $\pm$ 0.05
[10;11]	0.53 $\pm$ 0.02	0.27 $\pm$ 0.02	[9;10]	0.82 $\pm$ 0.04	0.66 $\pm$ 0.04
[11;12]	0.28 $\pm$ 0.02	1.32E-2 $\pm$ 9.42E-3			
[12;13]	2.13E-2 $\pm$ 1.52E-2	7.63E-3 $\pm$ 5.66E-3			
Somme des densité relatives	2.48	2.04		4.18	4.64

TABLE 4.12 – Densités relatives par tranche d'âges obtenues après ajustement pour un disque épais avec une IMF fixée ces résultats sont comparés avec ceux obtenus pour le disque épais simple.

Histogrammes Si les intervalles de couleurs et magnitudes qui étaient particulièrement mal ajustés sont améliorés (en particulier les histogrammes SDSS), il reste cependant des zones (g-r entre 0.2 et 0.8

, r entre 17 et 18 mag pour SDSS) où cette modification de l'IMF laisse les distributions d'étoiles peu changées et toujours en désaccord avec les observations.

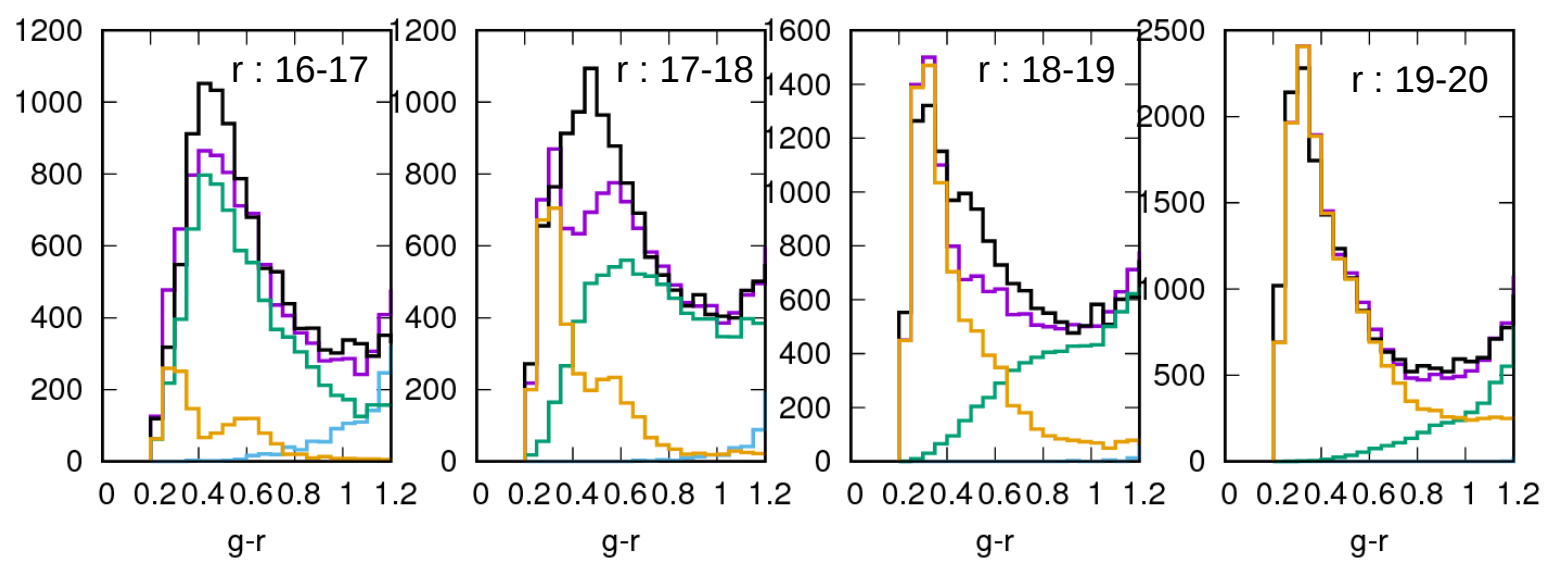


FIGURE 4.24 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange

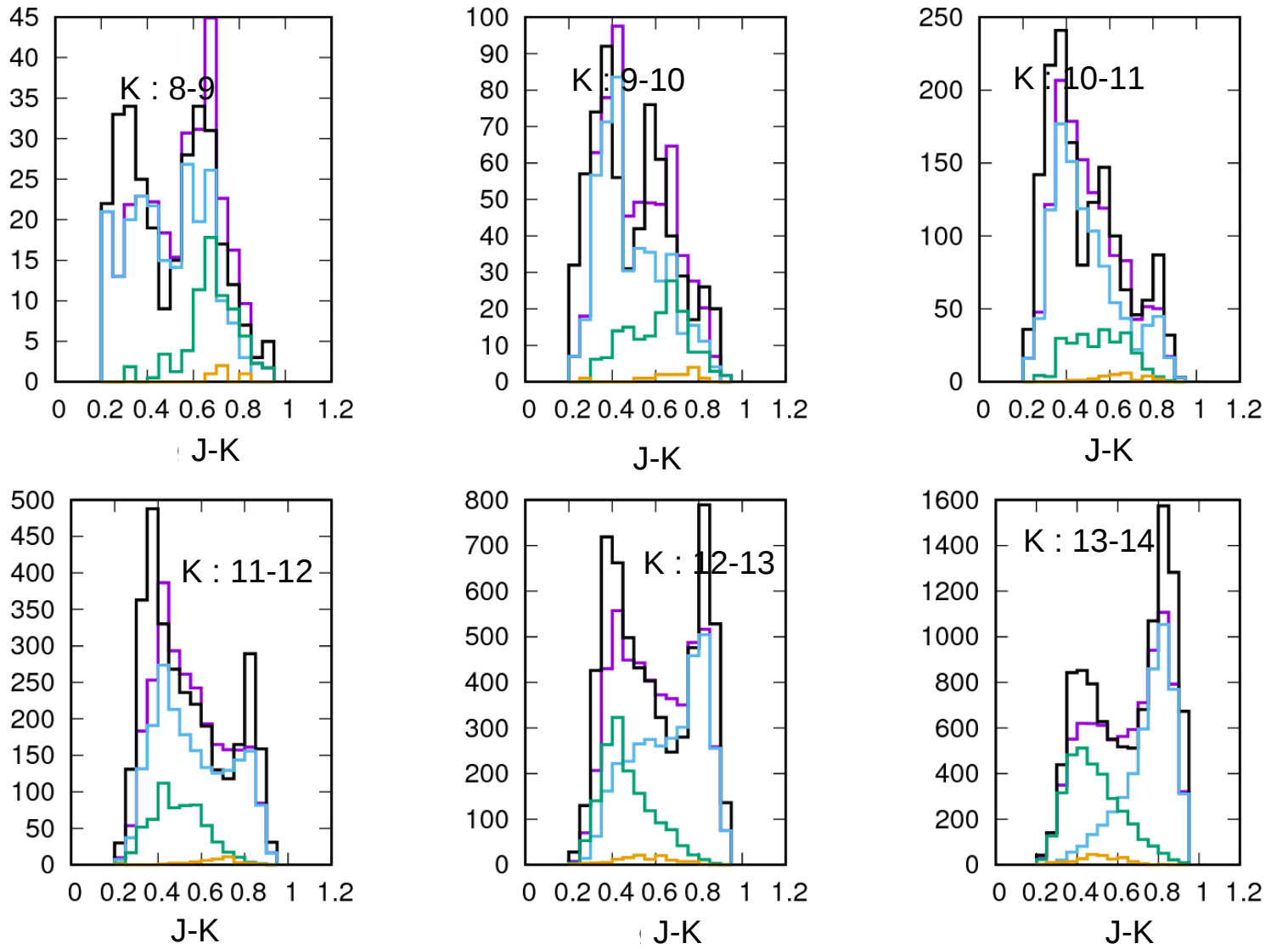


FIGURE 4.25 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange.

Les ajustements avec une IMF fixée semblent donc donner eux aussi une solution fortement améliorée. Il reste malheureusement encore des zones mal contraintes qu'un changement d'IMF ne semble pas améliorer. Le fait que l'échelle de longueur se retrouve si importante nous force à revenir sur les éventuels scénarios de formation du disque épais aboutissant à un disque épais "court".

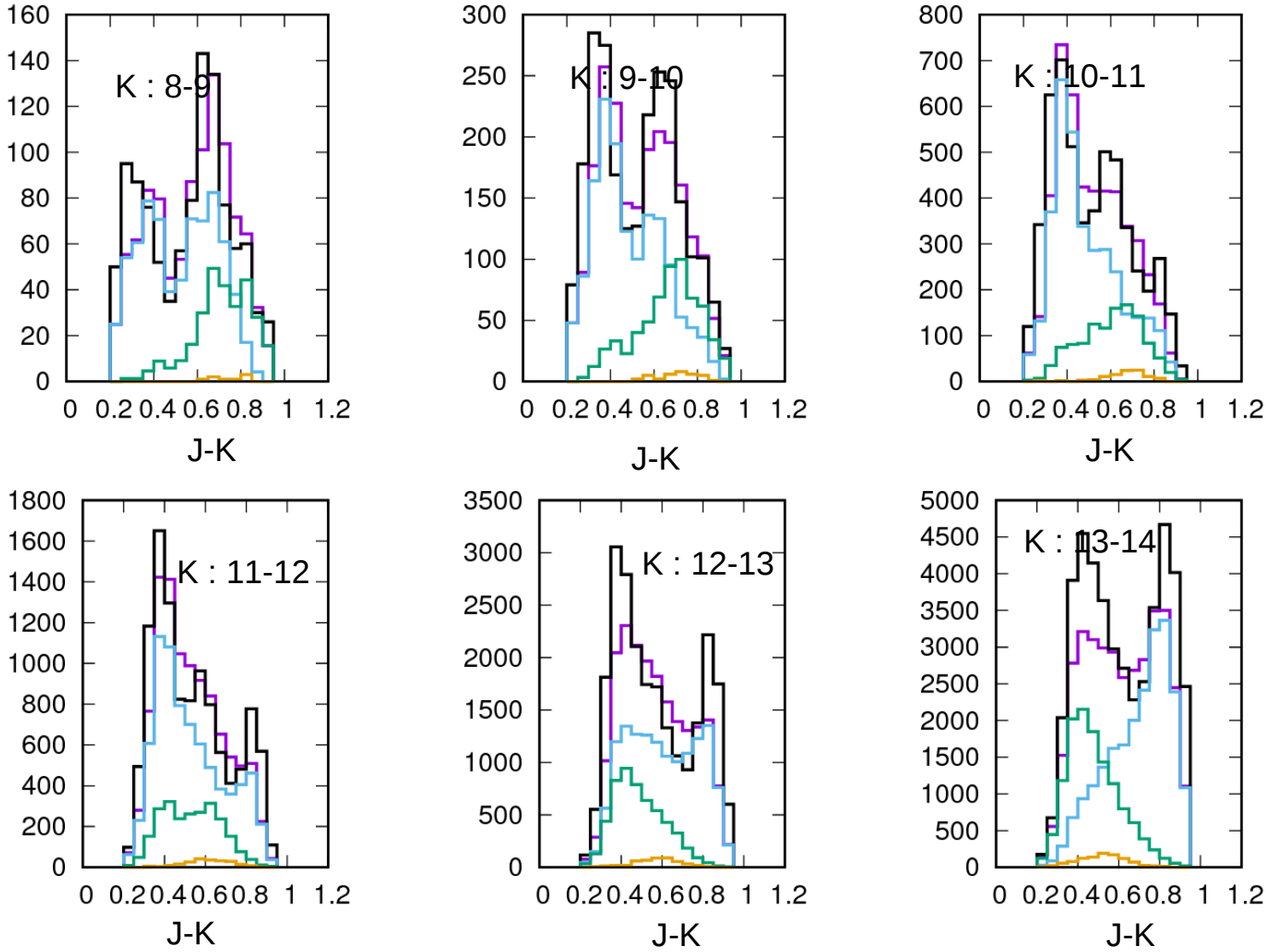


FIGURE 4.26 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre 60 et 40 degrés de latitude. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange.

Corrélations On observe (figure 5 et 6 en annexe et tableau 4.13) les corrélations et anticorrélations présentes dans les autres ajustements ainsi qu’une faible corrélation entre les densités relatives par tranche d’âges les plus jeunes (entre 8 et 10 milliards d’années) du disque épais et l’échelle de longueur du disque épais ainsi qu’une anticorrélation pour les densités relatives par tranche d’âges les plus vieux (entre 11 et 13 milliards d’années). De même, la corrélation entre pente de l’évasement et échelle de longueur si elle est présente est assez réduite par rapport aux ajustements avec l’IMF de [Kroupa \(2001\)](#).

Que devient le disque épais avec une relation âge métallicité ? Le but principal du disque épais avec une relation âge métallicité était de regarder si il était possible de retrouver un disque épais avec un historique de formation comparable à celui de [Snaith et al. \(2014\)](#). Or [Snaith et al. \(2014\)](#) ont posé

g_{flare}	0.59										
hh	0.19	-0.06									
hl	0.20	-0.11	0.02								
K2(1)	-0.02	-0.04	-0.19	0.14							
K2(2)	0.00	0.02	-0.13	0.10	-0.25						
K2(3)	-0.04	0.02	-0.09	-0.07	-0.18	-0.24					
K2(4)	-0.04	0.06	-0.03	-0.14	-0.10	-0.22	-0.31				
K2(5)	-0.02	0.03	0.01	-0.12	-0.04	-0.07	-0.12	-0.19			
K1(1)	0.00	-0.01	0.06	-0.01	-0.06	0.00	0.04	0.02	-0.06		
K1(2)	0.01	-0.02	0.05	0.02	-0.03	-0.02	0.00	-0.02	-0.01	-0.45	
K1(3)	0.02	-0.02	0.04	0.04	0.00	0.02	-0.03	-0.02	-0.02	-0.41	-0.46
	R_{flare}	g_{flare}	hh	hl	K2(1)	K2(2)	K2(3)	K2(4)	K2(5)	K1(1)	K1(2)

TABLE 4.13 – Coefficients de Pearson moyennés sur les 10 ajustements MCMC effectués pour un disque épais avec une métallicité moyenne de -0.5 et une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#)

comme hypothèse que l'IMF du disque épais était celle de [Kroupa \(2001\)](#) ce qui n'est absolument pas le cas pour les ajustements présentés dans cette partie.

Remettre en cause cette hypothèse peut changer fortement les résultats de [Snaith et al. \(2014\)](#). En effet, une IMF différente donne une proportion des étoiles contribuant à l'enrichissement chimique différente qui peut donner pour une même relation entre l'âge des étoiles et leur abondance en silicium des histoires de taux de formation d'étoiles du disque épais différent.

De plus, la relation entre l'âge et la métallicité observée par [Haywood et al. \(2013\)](#) est observée pour un nombre assez réduit d'étoiles (1 111) et pour un échantillon assez local.

Pour toutes ces raisons, le disque épais avec la relation âge métallicité de [Haywood et al. \(2013\)](#) ne sera pas ajusté avec une IMF modifiée.

4.2.4 Cas de l'échelle de longueur

La nouvelle échelle de longueur obtenue par les simulations est problématique. Même si une augmentation de la proportion d'étoiles massives augmente en même temps le nombre d'étoiles lointaines observables, la distribution en étoiles devrait suivre la même tendance que l'on s'intéresse aux étoiles proches ou lointaines. Une hypothèse pour expliquer cette nouvelle échelle de longueur pourrait venir du choix des champs.

Il est en effet possible que les nouveaux ajustements privilégient certaines zones du ciel (ex. l'intérieur de la galaxie) au détriment d'autres. On se retrouverait alors avec des zones du ciel avec une meilleure vraisemblance par rapport aux autres. Pour vérifier cette hypothèse, il faut regarder la variation du L_r en fonction de la position des champs ajustés. Tout d'abord, on n'observe pas de variation du L_r par champ avec la longitude (figure 4.27). Il ne semble donc pas y avoir de préférence pour les ajustements si l'on regarde vers l'extérieur (i.e. où le rayon galactique des étoiles est plus grand que celui du Soleil) ou l'intérieur (i.e. où le rayon galactique des étoiles est plus petit que celui du Soleil).

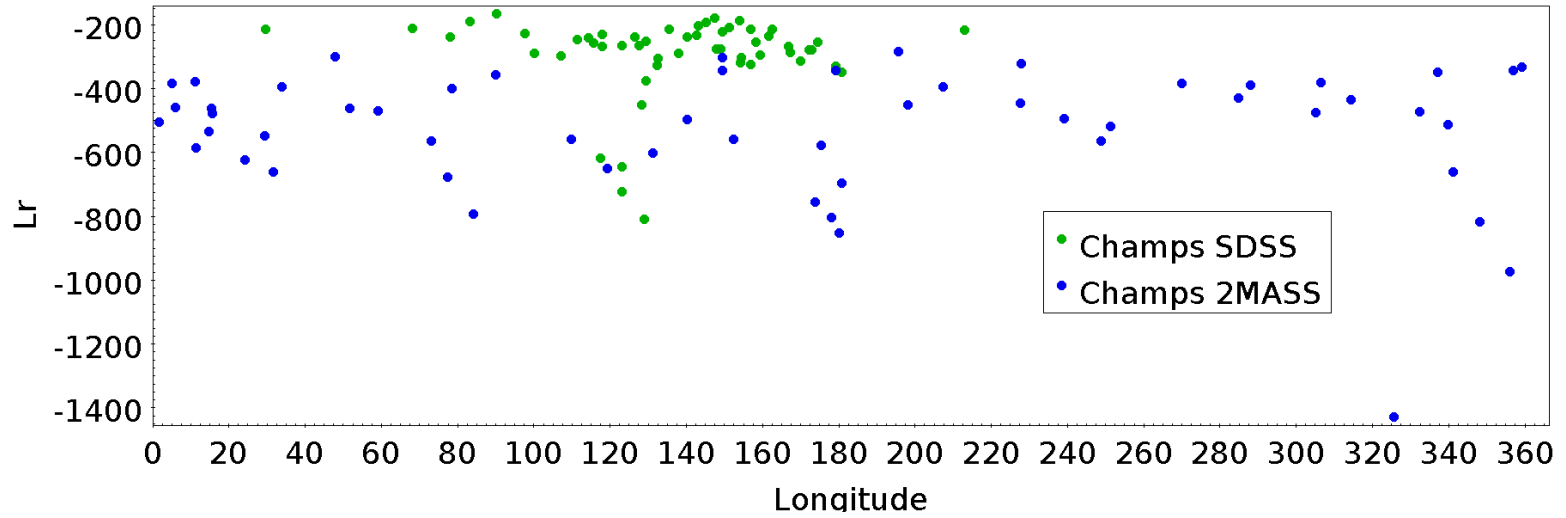


FIGURE 4.27 – Relation entre le L_r pour chaque champ et la longitude. Les observations SDSS sont en vert et les observations 2MASS en bleu. On n’observe pas de variation visible du L_r avec la longitude même si le L_r des champs de certaines longitude (ex au delà de 340 deg) est assez bas.

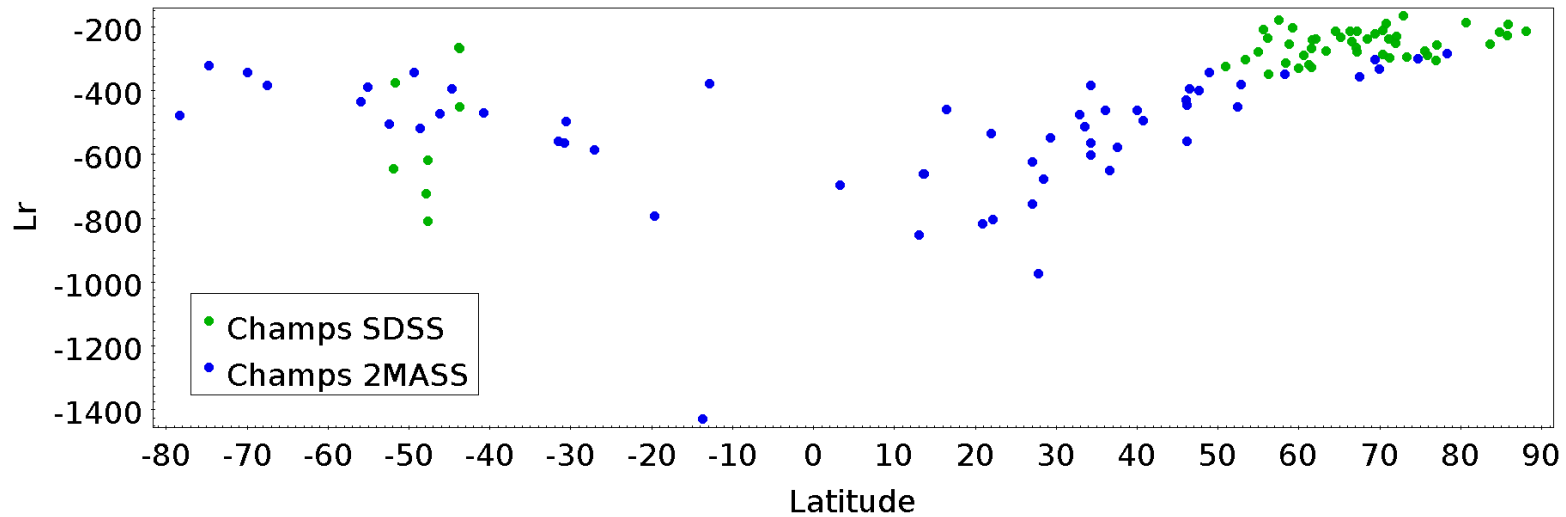


FIGURE 4.28 – Relation entre le L_r pour chaque champ et la latitude. Les observations SDSS sont en vert et les observations 2MASS en bleu. Ce graphe permet de se rendre compte que les variations de L_r observées pour la figure 4.27 semblent dues aux différences de latitudes de ces champs .

On observe par contre une variation du L_r avec la latitude (figure 4.28).

Pour les champs 2MASS, on remarque que les champs les plus proches du plan galactique sont ceux avec le L_r le plus faible. Or, lorsque l’on regarde la différence entre observation et simulation en nombre d’étoiles (figure 4.29), on se rend compte que les champs avec la différence relative en étoiles la plus faible sont également ceux avec le L_r le plus bas. Cette différence pourrait s’expliquer par le fait que les champs concernés sont des champs proches du plan galactique. Ce sont en effet les champs les plus peuplés en terme d’étoiles qui ont le plus bas L_r .

Pour les champs SDSS le L_r ne varie pas beaucoup avec la latitude (figure 4.30). Une fois le patch

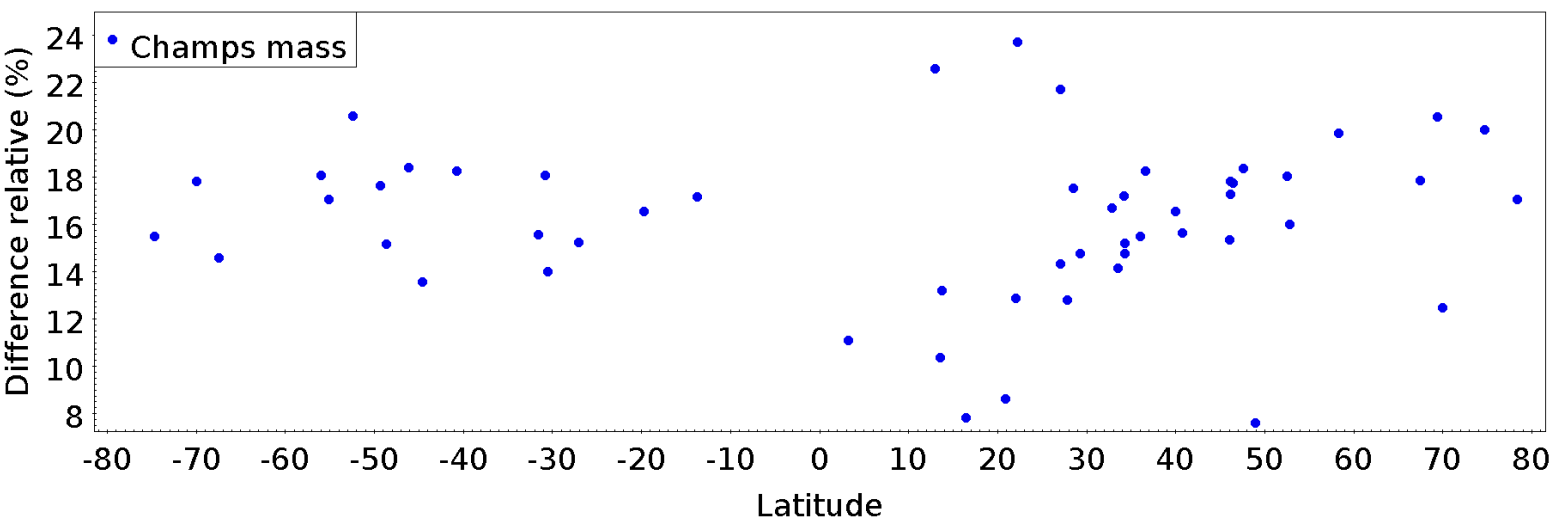


FIGURE 4.29 – Évolution de la différence (en pourcent) entre le nombre d'étoiles observées et simulées rapporté au nombre total d'étoiles observées en fonction de la latitude pour 2MASS. On remarque que les champs avec le moins d'écart en proportion entre le nombre d'étoiles observées et ajustées sont les champs avec le L_r le plus faible.

4, le seul patch dans l'hémisphère sud, retiré (figure 4.31) on peut observer une variation du L_r avec la latitude (on aurait un excès d'étoiles dans les ajustements avant d'atteindre 60 deg en latitude et une fois cette latitude dépassée, un déficit d'étoiles dans les ajustements). Cette variation est tout de même assez faible et il est difficile de déterminer si elle est vraiment observée ou seulement causée par le fait qu'il n'y a qu'un seul champ en dessous de 51 deg en latitude. De même, le halo (qui n'est pas ajusté ici et contribue fortement au comptage des étoiles SDSS) pourrait expliquer ce décalage.

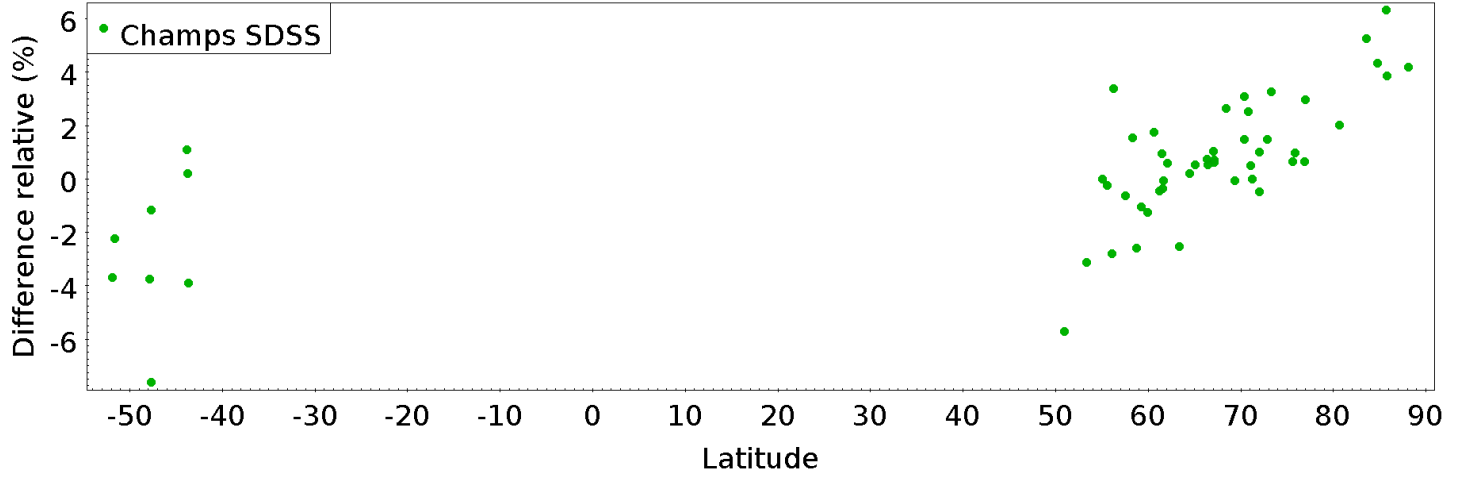


FIGURE 4.30 – Évolution de la différence (en pourcent) entre le nombre d'étoiles observées et simulées rapporté au nombre total d'étoiles observées en fonction de la latitude pour SDSS.

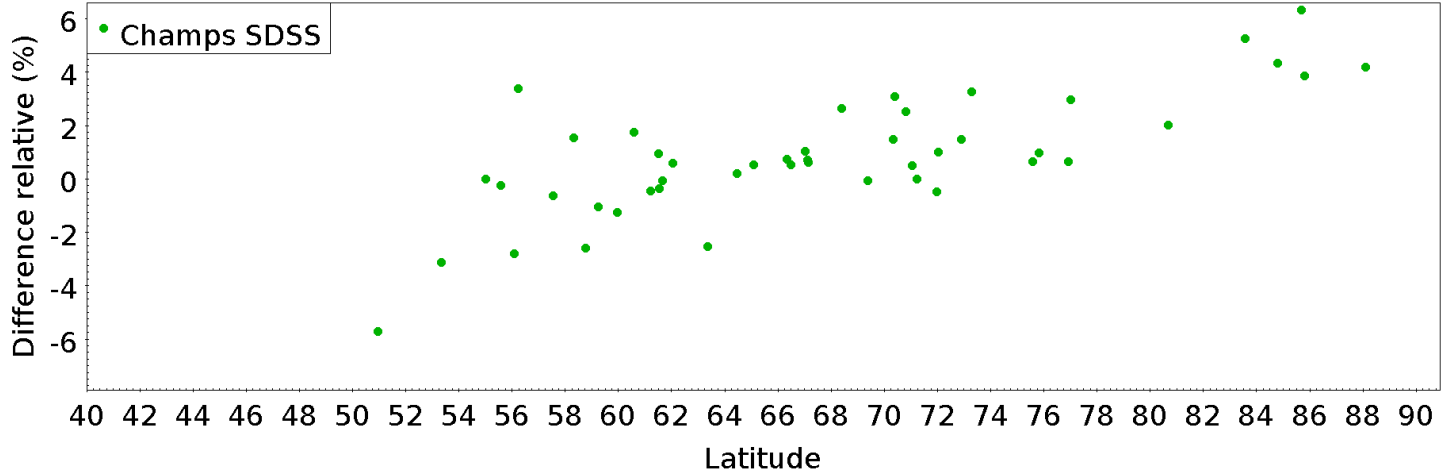


FIGURE 4.31 – Évolution de la différence (en pourcent) entre le nombre d'étoiles observées et simulées rapporté au nombre total d'étoiles observées en fonction de la latitude pour SDSS sans le patch 4. Même si l'on observe visiblement une plus faible différence entre observations et simulations. On observe une légère dépendance de l'écart relatif avec la latitude

les relations entre les L_r des différents champs utilisés pour les ajustements et leurs coordonnées semblent indiquer que ces ajustements ne favorisent pas une direction par rapport à une autre. Cependant, le fait que les champs SDSS soient majoritairement dirigés vers l'extérieur de la Galaxie peut tout de même avoir un impact.

Pour le changement de l'échelle de longueur, celui-ci peut s'expliquer en observant la distribution des étoiles du disque épais de 2MASS.

En effet, lorsque l'on regarde la distribution en distance des étoiles simulées par le modèle pour les champs 2MASS (figure 4.32), on se rend compte que la distribution spatiale des étoiles de masse inférieure à $0.7 M_{\odot}$ est très localisée. Ces étoiles de moins de $0.7 M_{\odot}$ dépassant rarement le kpc. Au contraire les étoiles plus massives sont mieux réparties spatialement et peuvent aller jusqu'à 15 kpc vers l'extérieur de la galaxie.

La distribution en distance de SDSS au contraire (figure 4.33) est beaucoup plus homogène en masse. Les étoiles les moins massives étant présentes à toutes les distances.

Les modifications de la distribution spatiale des étoiles étant plus importantes à mesure que l'on s'éloigne du Soleil, Si l'IMF du disque épais est celle de Kroupa (2001), il y a proportionnellement plus d'étoiles de faible masse que pour l'IMF de Reylé & Robin (2001). L'impact des distributions SDSS (où ces étoiles de faible masse sont mieux réparties dans l'espace) est donc plus important. Au contraire, fixer l'IMF comme étant celle de Reylé & Robin (2001) augmente la proportion d'étoiles de plus de $0.7 M_{\odot}$ et ce faisant augmente l'impact sur la distribution spatiale du disque mince des étoiles les plus massives des champs 2MASS.

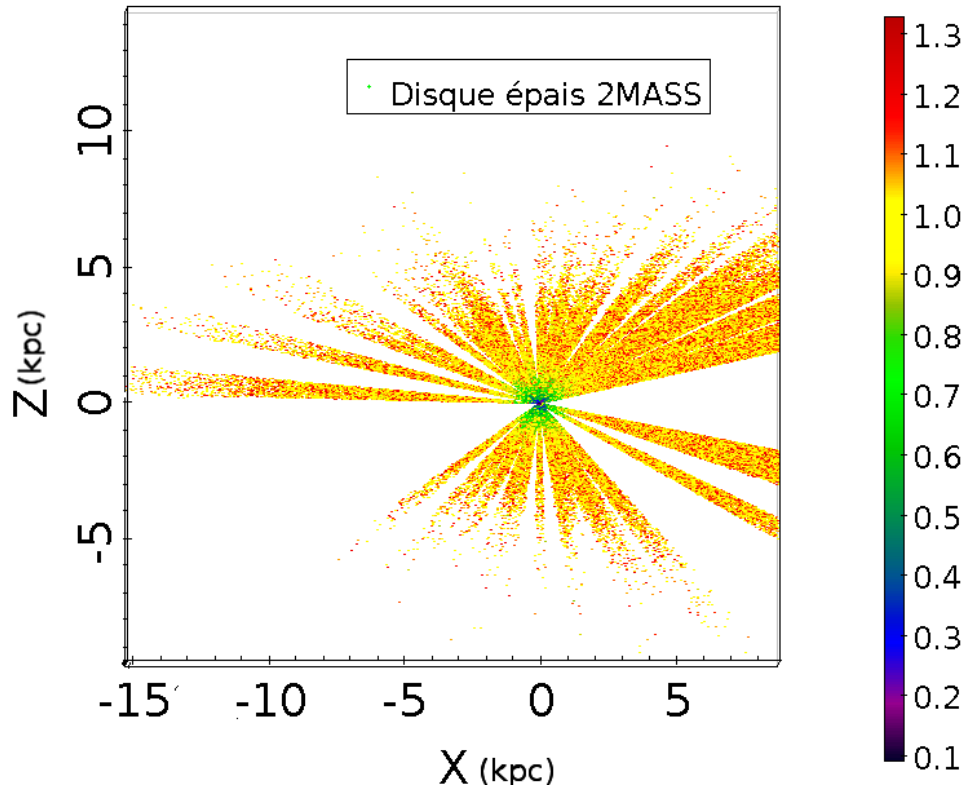


FIGURE 4.32 – Distributions en distance des étoiles simulées pour les champs 2MASS colorées en masse. Le point (0;0;0) correspond à la position du soleil. Les x négatifs sont dirigés vers l'extérieur de la galaxie et les x positifs vers l'intérieur de la galaxie. Le plan galactique correspond au plan $z=0$ pc.

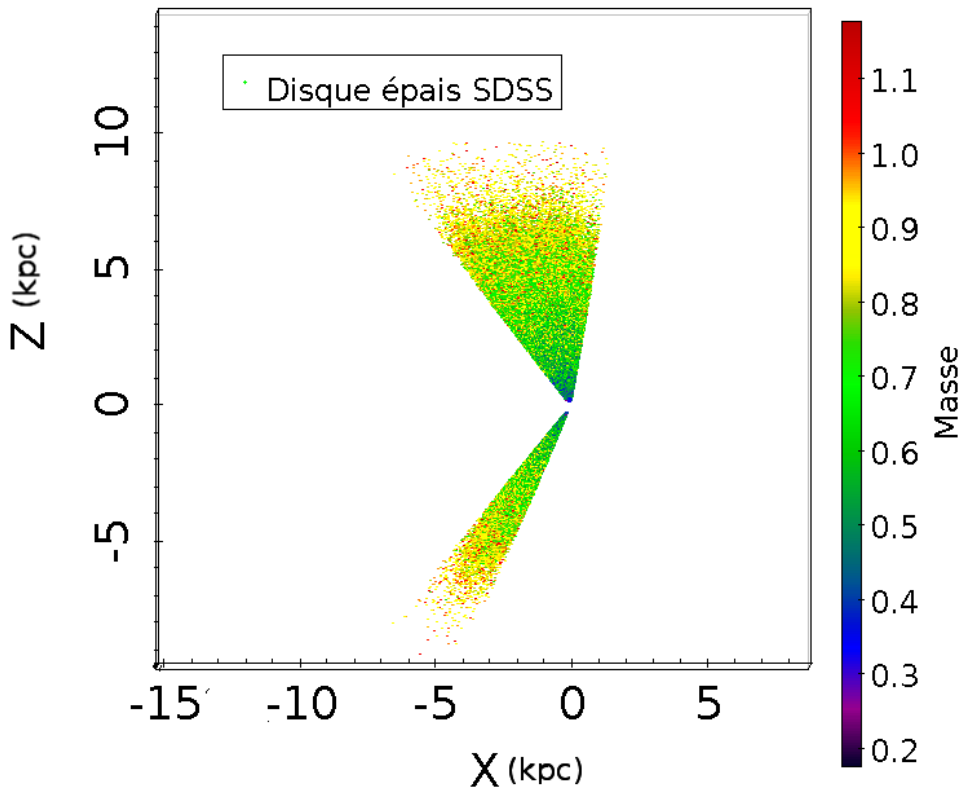


FIGURE 4.33 – Distributions en distance des étoiles simulées pour les champs SDSS colorées en masse. Les x négatifs sont dirigés vers l'extérieur de la galaxie et les x positifs vers l'intérieur de la galaxie. Le plan galactique correspond au plan $z=0$ pc.

Ajustements ne prenant en compte qu'un seul des deux grands relevés

Pour vérifier que le changement d'échelle de longueur causé par le changement d'IMF peut venir de l'augmentation de la contribution des étoiles lointaines 2MASS dans les ajustements et étudier l'importance des différents grands relevés, des ajustements ne prenant en compte qu'un seul des deux grands relevés (SDSS et 2MASS) ont été lancés. Ces deux ajustements ont été faits avec l'IMF de **Reylé & Robin (2001)** et seront comparés à ceux prenant en compte les deux grands relevés.

Pour que les Lr soient comparables, le Lr des ajustements avec les deux grands relevés sera décomposé en un Lr pour les champs 2MASS et un Lr pour les champs SDSS. On a un Lr de -29450 pour 2MASS et un Lr de -15830 pour SDSS.

Les résultats des ajustements avec un seul des deux grands relevés sont répertoriés dans les tableaux 4.14 et 4.15.

Paramètres du disque épais	Ajustements 2MASS	Ajustements SDSS	Ajustement présenté sous section 4.2.3
Echelle de longueur (pc)	3346.79 ± 30.97	2152.91 ± 39.60	3090.13 ± 15.69
Echelle de hauteur (pc)	533.45 ± 3.21	634.34 ± 2.36	617.70 ± 2.02
Pente de l'évasement (pc/kpc)	$0.15 \pm 1.45E-2$	$0.11 \pm 3.44E-3$	$9.64E-2 \pm 3.30E-3$
Rayon de l'évasement (pc)	11761.80 ± 331.13	9203.78 ± 44.66	9663.68 ± 38.24
Lr	-28120	-13120	-29450 pour 2MASS et -15830 pour SDSS

TABLE 4.14 – Paramètres du profil du disque épais avec une IMF fixée et ne prenant en compte que les observations 2MASS ou SDSS comparés avec ceux obtenus en combinant les deux grands relevés.

Intervalle d'âge du disque épais (10^9 ans)	Densité relative des ajustements 2MASS	Densité relative des ajustements SDSS	Densité relative des ajustements présentés sous section 4.2.3	Intervalle d'âge du disque mince (10^9 ans)	Densité relative des ajustements 2MASS	Densité relative des ajustements SDSS	Densité relative des ajustements présentés sous section 4.2.3
[8 ;9]	1.62 ± 0.03	0.31 ± 0.03	0.94 ± 0.02	[7 ;8]	2.08 ± 0.05	0.20 ± 0.09	2.10 ± 0.04
[9 ;10]	1.19 ± 0.04	0.57 ± 0.03	0.73 ± 0.02	[8 ;9]	1.24 ± 0.05	0.57 ± 0.09	1.26 ± 0.04
[10 ;11]	0.70 ± 0.04	0.65 ± 0.04	0.53 ± 0.03	[9 ;10]	0.84 ± 0.05	0.87 ± 0.09	0.82 ± 0.04
[11 ;12]	0.15 ± 0.04	0.63 ± 0.03	0.28 ± 0.02				
[12 ;13]	$1.66E-2 \pm 1.25E-2$	0.49 ± 0.03	$2.13E-2 \pm 1.52E-2$				
Somme des densité relatives	3.66	2.65	2.48		4.16	1.64	4.18

TABLE 4.15 – Densités relatives par tranche d'âges obtenues après les ajustements avec une IMF fixée et ne prenant en compte que les observations 2MASS ou SDSS comparées avec celles obtenues en combinant les deux grands relevés.

En regardant les paramètres obtenus, on se rend compte que ceux qui ont un impact sur la distribution en hauteur du disque épais (échelle de hauteur et évasement) obtenus pour les ajustements 2MASS sont assez différents de ceux obtenus dans les ajustements combinant les deux grands relevés. Au contraire, les ajustement SDSS retrouvent des valeurs assez proches de celles obtenues avec les ajustements des deux grands relevés.

Ce qui est normal, les champs SDSS ayant une plus grande profondeur de champs et étant dirigés à des latitudes assez élevées, ils ont donc une meilleure contrainte sur la distribution en hauteur que les observations 2MASS.

On retrouve également pour les ajustements 2MASS une échelle de longueur différente de celle des ajustements avec une IMF fixée mais tout de même plus proche de celle ci que de l'échelle de longueur des ajustements présentés sous-section 4.1.1. Au contraire, les ajustements SDSS semblent retrouver les résultats des ajustements présentés sous-section 4.1.1. Ces deux observations combinées semblent confirmer que l'échelle de longueur du disque épais des ajustements du disque épais avec l'IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) est contrainte par 2MASS et que les premiers ajustements de cette thèse (obtenus avant de modifier l'IMF) étaient contraints par SDSS. Il est aussi possible que la forme du disque épais soit plus complexe. Avec une échelle de longueur plus grande à basse latitude (contrainte par 2MASS) et plus élevée à haute latitude (contrainte par SDSS).

Histogrammes Au vu de ces paramètres assez différents, il est encore plus intéressant de se pencher sur les histogrammes. En effet, malgré certains paramètres assez différents, ceux ci sont peu changés. Ces histogrammes semblent donc indiquer que ces paramètres sont assez peu contraints par un seul des deux grands relevés.

Les densités relatives par tranche d'âges des ajustements 2MASS sont assez intéressantes. Si le disque mince est quasi inchangé par rapport au disque mince des ajustements qui prennent en compte les deux grands relevés, le disque épais est quand à lui plus dense (on passe d'une somme des densités relatives par tranche d'âges qui valait 2.48 pour le disque épais avec IMF fixée ajustée avec les deux grands relevés à une somme des densités relatives par tranche d'âges qui vaut 3.66 soit une augmentation de la densité totale au voisinage solaire de 48 % par rapport aux ajustements qui prennent en compte les deux grands relevés) et plus concentré sur les populations jeunes (on passe de 67 % des étoiles du disque épais formées avant 10 milliards d'années à 76 %). En ce qui concerne les ajustements SDSS, la distribution d'âge obtenue devient très différente de celle de tous les résultats qui prennent en compte les deux grands relevés (seul 33 % des étoiles du disque épais se forment en même temps que celles du disque mince). Cependant, la somme des densités relatives par tranche d'âges qui valait 3.66 pour les ajustements ne prenant en compte que le grand relevé 2MASS vaut 2.65 si l'on ne prend en compte que le grand relevé SDSS (soit une valeur beaucoup plus proche de la valeur de 2.45 obtenue avec les ajustements effectués sur les deux grands relevés). Le disque mince obtenu par les ajustements SDSS est lui aussi très différent de celui obtenu avec 2MASS ou les deux grands relevés combinés. Cette différence est logique, la contribution du disque mince dans les histogrammes SDSS étant relativement faible.

La différence entre les distributions d'âge pour les ajustements qui ne prennent en compte que le grand relevé SDSS et ceux qui ne prennent en compte que le grand relevé 2MASS peut s'expliquer en se penchant sur les distributions en couleur des étoiles simulées. En effet, bien qu'existantes (figure 4.34), les différences entre les distributions en couleur de SDSS pour des âges différents sont largement moins importantes que celles de 2MASS (figure 4.35). L'impact de la variation des densités relatives par tranche d'âges du disque épais sera donc plus important pour 2MASS que pour SDSS.

Dans l'ensemble, même si plusieurs paramètres du disque épais ajusté uniquement avec 2MASS sont sensiblement différents, les histogrammes obtenus après ajustement ont peu changé.

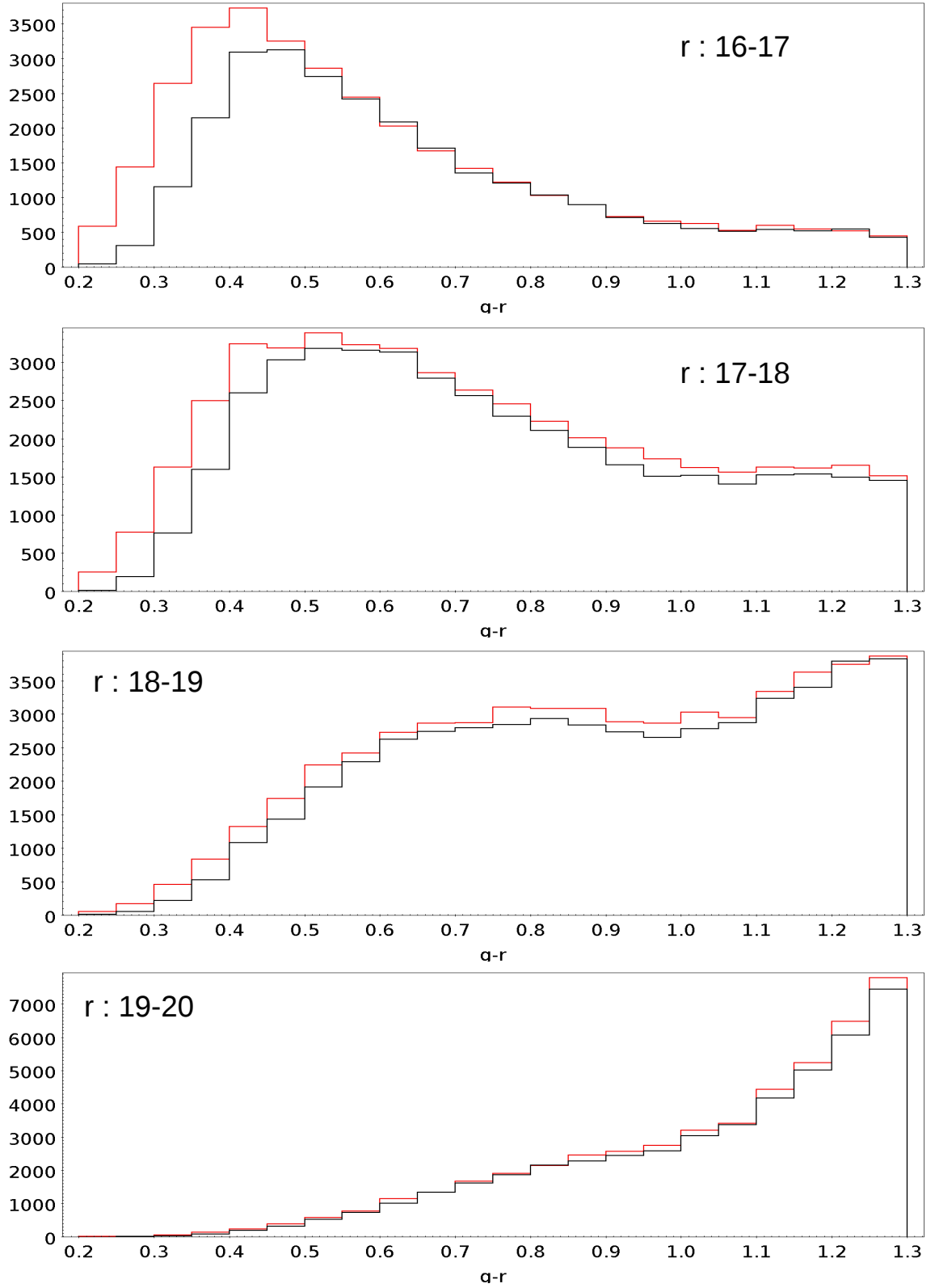


FIGURE 4.34 – Histogrammes en $g-r$ des étoiles du disque épais entre 8 et 9 milliards d’années (en rouge) et entre 12 et 13 milliards d’années (en noir) des simulations SDSS. De haut en bas, les intervalles de magnitudes sont $r [16;17]$, $r [17;18]$, $r [18;19]$ et $r [19;20]$

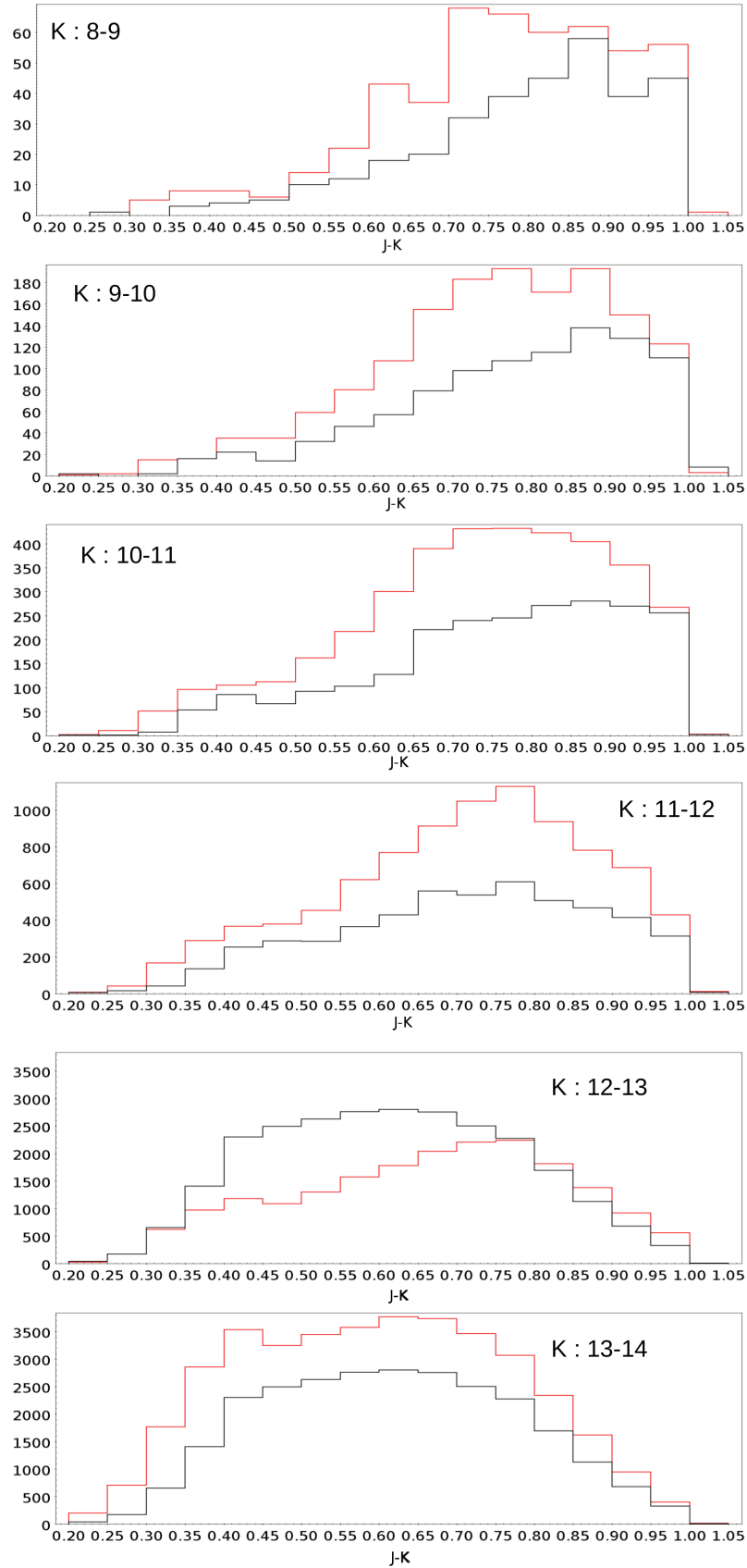


FIGURE 4.35 – Histogrammes en J-K des étoiles du disque épais entre 8 et 9 milliards d’années (en rouge) et entre 12 et 13 milliards d’années (en noir) des simulations 2MASS. De haut en bas, les intervalles de magnitudes sont K [8;9], K [9;10], K [10;11], K [11;12], K [12;13] et K [13;14]

Corrélations En s'intéressant aux relations entre les différents paramètres (figures 9, 10, 7 et 8 en annexe et tableaux 4.16 et 4.17), plusieurs choses peuvent être remarquées. Tout d'abord, pour les ajustements ne prenant en compte que les champs 2MASS, les corrélations entre les échelles de hauteur/longueur et le rayon de l'évasement sont fortement diminuées. On retrouve par contre toujours une anticorrélation entre la pente de l'évasement et ces échelles ainsi qu'une légère anticorrélation entre les densités relatives par tranche d'âges les plus peuplées et l'échelle de hauteur (anticorrélation qui pourrait expliquer la surdensité du disque épais, on a en effet un disque épais avec une échelle de longueur plus basse que pour les ajustements prenant en compte les deux grands relevés ce qui veut dire une densité relative par tranche d'âges plus haute).

Une même explication pourrait également être formulée pour la valeur plus élevée de la pente de l'évasement (la pente de l'évasement étant légèrement anticorrélée avec l'échelle de hauteur du disque épais, une échelle de hauteur plus grande donnerait une pente de l'évasement plus faible). On peut remarquer que la corrélation entre le rayon de l'évasement et l'échelle de longueur du disque épais est encore plus réduite (elle n'est en effet quasi plus observable en regardant uniquement le diagramme triangle).

Pour les ajustements ne prenant en compte que les champs SDSS, les corrélations sont plus proches de celles observées dans les autres ajustements. Bien que parfois (corrélations entre les paramètres de l'évasement et l'échelle de longueur) plus prononcées.

g_{flare}	0.52										
hh	0.09	-0.17									
hl	0.18	-0.30	0.49								
K2(1)	0.01	0.02	-0.27	-0.04							
K2(2)	-0.02	0.06	-0.23	-0.03	-0.26						
K2(3)	0.02	-0.15	-0.10	0.02	-0.19	-0.27					
K2(4)	-0.04	0.13	-0.10	-0.10	-0.10	-0.21	-0.32				
K2(5)	-0.01	0.02	-0.03	-0.04	0.00	-0.02	-0.05	-0.06			
K1(1)	0.01	0.00	0.09	0.00	-0.08	-0.06	-0.02	0.01	0.00		
K1(2)	0.00	0.01	0.02	0.00	-0.03	-0.02	-0.01	-0.02	0.00	-0.47	
K1(3)	0.02	-0.02	0.00	-0.02	0.04	0.01	-0.04	-0.07	-0.01	-0.38	-0.45
	R_{flare}	g_{flare}	hh	hl	K2(1)	K2(2)	K2(3)	K2(4)	K2(5)	K1(1)	K1(2)

TABLE 4.16 – Coefficients de Pearson moyennés sur les 10 ajustements MCMC effectués pour un disque épais avec une métallicité moyenne de -0.5, une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#) et ne prenant en compte que les observations 2MASS

g_{flare}	0.31										
hh	0.27	-0.15									
hl	0.67	-0.26	0.22								
K2(1)	-0.01	0.01	-0.11	-0.05							
K2(2)	-0.10	0.03	-0.14	-0.12	-0.33						
K2(3)	-0.08	0.08	-0.14	-0.14	-0.21	-0.21					
K2(4)	-0.06	0.05	-0.09	-0.07	-0.09	-0.16	-0.21				
K2(5)	-0.08	0.06	-0.07	-0.08	-0.03	-0.13	-0.22	-0.37			
K1(1)	0.02	-0.04	0.04	0.04	0.00	-0.02	0.00	0.00	-0.02		
K1(2)	0.03	-0.03	0.10	0.05	-0.04	-0.04	-0.02	-0.02	0.00	-0.49	
K1(3)	0.00	-0.01	0.07	0.01	0.01	0.00	-0.04	-0.02	-0.02	-0.42	-0.42
	R_{flare}	g_{flare}	hh	hl	K2(1)	K2(2)	K2(3)	K2(4)	K2(5)	K1(1)	K1(2)

TABLE 4.17 – Coefficients de Pearson moyennés sur les 10 ajustements MCMC effectués pour un disque épais avec une métallicité moyenne de -0.5, une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#) et ne prenant en compte que les observations SDSS

Conclusions sur les ajustements d'un seul des grands relevés

Plusieurs points peuvent être mis en évidence après les ajustements des grands relevés traités séparément.

Tout d'abord, et ce résultat vient confirmer les hypothèses faites précédemment, l'échelle de longueur obtenue après les ajustements du disque épais avec une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#) semble effectivement contrainte par les observations 2MASS ce qui semble fixer l'échelle de longueur du disque épais à 3 kpc. L'autre point intéressant vient de la distribution en âge du disque épais. En effet, celle-ci semble être majoritairement contrainte par 2MASS mais surtout très différente dans les ajustements ne prenant en compte que SDSS. Si cette différence peut s'expliquer (les histogrammes en couleurs SDSS sont moins dépendants de l'âge que ceux 2MASS), le fait que 2MASS, grand relevé où la confusion entre disque épais et disque mince est la plus probable, soit le grand relevé qui contraint la distribution en âge. Il semble tout de même que l'intervalle de magnitude où l'écart entre les distributions en couleurs en fonction de l'âge est le plus grand (i.e. K entre 10 et 11) est quand même l'intervalle de magnitude où la séparation entre les étoiles du disque mince et celles du disque épais est la plus visible (voir figure 4.13).

Il est tout de même assez intéressant de noter à quel point les deux grands relevés sont nécessaires pour obtenir le disque épais qui est donné sous section 4.2.3. Ce fait amène à poser la question de l'ajout d'autres grands relevés dans les ajustements et de l'éventuel impact de ceux-ci. Il pourrait en effet être intéressant d'ajouter des observations dans des zones non couvertes par les champs utilisés ici et d'étudier les éventuels apports de ces champs au disque épais ainsi obtenu. On peut aussi rajouter des champs SDSS et 2MASS dans ces zones. Il semble tout de même que le disque épais obtenu n'est pas biaisé par le choix des champs.

4.2.5 Disque épais à des âges plus jeunes

Au vu de la forte valeur de la densité relative pour la tranche d'âge du disque épais entre 8 et 9 milliards d'années, un ajustement sera fait avec un disque épais qui au lieu de s'étendre sur un intervalle d'âge entre 8 et 13 milliards d'années s'étend sur un intervalle d'âge entre 6 et 13 milliards d'années afin d'étudier la distribution en âge des étoiles jeunes qui semblait artificiellement bloquée à 8 milliards d'années.

Critère d'information bayésienne Jusqu'à présent, les résultats présentés qui étaient exploités possédaient tous le même nombre de paramètres ajustés (12). Or, pour les ajustements présentés ici, le nombre de paramètres sera assez différent. En effet, il y aura 15 paramètres pour le disque épais entre 6 et 13 milliards d'années. Pour comparer des ajustements où ce nombre de paramètres est différent, on utilise le critère d'information bayésien (BIC). Ce critère d'ajustement permet de comparer des ajustements qui possèdent un nombre de paramètres différents. La formule qui permet de calculer le BIC est la suivante (avec n , le nombre d'observations, ici les cases de couleurs et magnitudes (10128 cases), et k le nombre de paramètres :

$$BIC = -2 \times LR + k \times \ln(n) \quad (4.3)$$

Pour les ajustements d'un disque épais avec une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#), on a un BIC de 90670.

Les précédents ajustements ont, pour tous ceux qui supposaient une métallicité qui ne variait pas avec l'âge, toujours donné une surdensité assez forte des étoiles les plus jeunes (i.e. entre 8 et 9 milliards d'années). Or, les étoiles du disque épais simulé ont pour âge minimum 8 milliards d'années. Pour étudier cette surdensité, il peut donc être utile de tester des ajustements avec une distribution en âge étendue, c'est à dire une distribution en âge qui va de 6 à 13 milliards d'années. Dans cette sous-section, 10 ajustements ont été lancés avec une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#) et des étoiles du disque épais entre 6 et 13 milliards d'années. Sur ces 10 ajustements, 6 convergent vers la même valeur. On passe ainsi de 12 à 15 paramètres ajustés. Avec un Lr de -43 410, on se retrouve avec un BIC de 86960 ce qui est une amélioration par rapport aux ajustements d'un disque épais entre 8 et 13 milliards d'années.

Densités relatives par tranche d'âges Comme les précédents ajustements, il faut modifier les densités relatives par tranche d'âges obtenues après les ajustements si l'on veut les comparer aux résultats qui ne modifient pas l'IMF. Cependant, le modèle simule pour le disque épais une densité fixée d'étoiles qui ne varie pas si l'on change la distribution en âge de celles-ci. Dans les faits, étendre la distribution en âge des étoiles entraîne une baisse du nombre d'étoiles pour un âge donné. Pour ces deux raisons, les densités relatives par tranche d'âges des ajustements étendus seront multipliées par 0.64 (combinaison des 0.89 due à l'aire différente de l'IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) par rapport à celle présentée table 3.3 et d'un facteur 5/7 dû à l'extension en âge du disque épais).

Les paramètres géométriques ne semblent pas fortement modifiés par le fait d'étendre l'âge des étoiles. On se retrouve avec des valeurs des échelles de hauteur/longueur et d'évasement proches de celles avec une IMF fixée. Comme on pouvait s'y attendre, les densités relatives par tranche d'âges de leur côté ont beaucoup changé (figure 4.36). Tout d'abord, le pic de distribution n'est plus sur l'intervalle entre 8 et 9 milliards d'années mais entre 10 et 11 milliards d'années. On peut remarquer que si les distributions des étoiles les plus jeunes sont très différentes des ajustements avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 8 et 13 milliards d'années (sous section 4.2.3), les densités relatives par tranche d'âges des étoiles les plus vieilles sont quasiment les mêmes. La somme des densités relatives par tranche d'âges

Paramètre	Valeur du cas avec un disque épais plus jeune	Valeur du cas présenté sous section 4.2.4
Echelle de longueur (pc)	3159.94 ± 16.34	3090.13 ± 15.69
Echelle de hauteur (pc)	616.99 ± 1.98	617.70 ± 2.02
Pente de l'évasement (pc/kpc)	$9.76\text{E-}2 \pm 2.94\text{E-}3$	$9.64\text{E-}2 \pm 3.30\text{E-}3$
Rayon de l'évasement (pc)	9803.32 ± 38.85	9663.68 ± 38.24
BIC	86960	90670

TABLE 4.18 – Paramètres du profil de densité du disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 6 et 13 milliards d'années comparés avec les paramètres obtenus pour un disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 8 et 13 milliards d'années.

Age du disque épais (10^9 ans)	Densité relative du cas avec un disque épais plus jeune	Densité relative du cas présenté sous section 4.2.4	Age du disque mince (10^9 ans)	Densité relative du cas avec un disque épais plus jeune	Densité relative du cas présenté sous section 4.2.4
[6 ;7]	0.42 ± 0.02	Na	[6 ;7]	2.37 ± 0.05	Na
[7 ;8]	0.37 ± 0.02	Na	[7 ;8]	1.55 ± 0.04	2.10 ± 0.05
[8 ;9]	0.31 ± 0.02	0.94 ± 0.02	[8 ;9]	0.92 ± 0.05	1.26 ± 0.05
[9 ;10]	0.40 ± 0.03	0.73 ± 0.02	[9 ;10]	0.58 ± 0.05	0.82 ± 0.05
[10 ;11]	0.54 ± 0.03	0.53 ± 0.03			
[11 ;12]	0.33 ± 0.03	0.28 ± 0.02			
[12 ;13]	0.20 ± 0.02	$2.13\text{E-}3 \pm 1.52\text{E-}2$			
Somme des densités relatives	2.57	2.45		5.48	5.18

TABLE 4.19 – Densités relatives par tranche d'âges obtenues après ajustement pour un disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 6 et 13 milliards d'années comparés avec les paramètres obtenus pour un disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 8 et 13 milliards d'années.

quand à elle vaut 2.57 soit une valeur proche des 2.45 obtenus dans l'ajustement avec des étoiles entre 8 et 13 milliards d'années. On remarque finalement que 58 % des étoiles du disque épais se sont tout de même formées en même temps que les étoiles du disque mince. Si cette proportion a baissé (67% des étoiles du disque épais se formaient en même temps que celles du disque mince lorsque celles ci étaient simulées entre 8 et 13 milliards d'années), la majorité des étoiles du disque épais continuent de se former en même temps que le disque mince.

Si on s'intéresse aux densités relatives par tranche d'âges du disque mince, plusieurs points peuvent être notés. On remarque déjà que les deux distributions des densités relatives par tranche d'âges ont des allures similaires même si la distribution des densités relatives par tranche d'âges du disque mince étendu est en moyenne plus faible. De plus, si l'on s'intéresse à la somme des densités relatives par tranche d'âges (en rappelant que le paramètre d'âge d'une population non ajustée vaut 1), on se retrouve avec une somme qui vaut 5.48 pour les ajustements avec un disque épais étendu et 5.18 pour les ajustements sous-section

4.2.3.

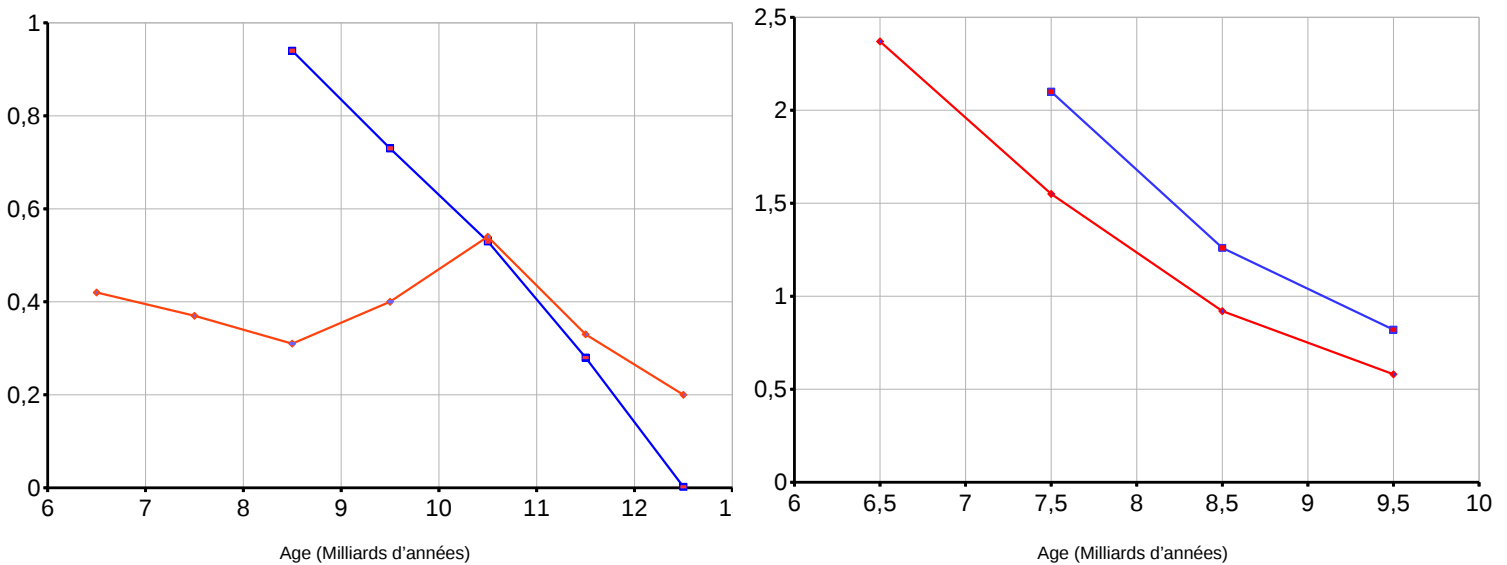


FIGURE 4.36 – Evolution des densités relatives par tranche d'âges du disque épais (à gauche) et du vieux disque mince (à droite) ajusté par les MCMC pour un disque épais entre 8 et 13 milliards d'années avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (en bleu) et pour un disque épais à des âges plus jeunes (en rouge) .

Histogrammes L'amélioration en BIC n'est pas visible dans les histogrammes qui restent proches de ceux obtenus pour une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#).

Les relations entre les paramètres sont elles aussi modifiées par rapport aux ajustements de la sous-section 4.2.3. Tout d'abord, l'échelle de hauteur n'est plus corrélée à aucun paramètre. De même, l'échelle de longueur perd ses anticorrélations avec la plupart des densités relatives par tranche d'âges du disque épais et ne conserve que l'anticorrélation entre l'échelle de longueur et le paramètre d'âge le plus vieux du disque épais. Les anticorrélations densité relative par tranche d'âge proche pour les différentes populations (disque épais et disque mince) sont observées mais plus faibles que pour les autres ajustements (en particulier pour le disque mince).

Même si étendre l'âge du disque épais modifie fortement la distribution en âge de celui-ci, l'impact de ces modifications ne se fait pas sentir dans les ajustements. En effet, une modification de cette distribution en âge ne comble pas le manque d'étoiles dans certaines zones SDSS et n'améliore pas les ajustements 2MASS. Une remarque intéressante peut être faite sur le pic de distribution en âge du disque épais. Celui-ci est entre 10 et 11 milliards d'années, valeur proche des résultats de [Robin et al. \(2014\)](#) pour un disque épais avec deux épisodes de formations. Ce pic de distribution était aussi observé pour les ajustements qui ne prenaient en compte que SDSS

g_{flare}	0.52													
hh	0.18	-0.07												
hl	0.24	-0.07	-0.02											
K2(1)	-0.02	-0.06	-0.07	0.05										
K2(2)	0.04	0.04	-0.08	0.04	-0.37									
K2(3)	0.02	0.03	-0.08	0.08	-0.17	-0.18								
K2(4)	0.01	0.03	-0.07	0.10	-0.07	-0.11	-0.13							
K2(5)	-0.04	-0.02	-0.07	-0.03	0.01	-0.06	-0.12	-0.20						
K2(6)	-0.06	0.00	-0.02	-0.09	0.02	-0.03	-0.07	-0.19	-0.22					
K2(7)	-0.07	0.03	-0.01	-0.18	0.10	0.00	-0.13	-0.14	-0.24	-0.34				
K1(1)	0.02	0.03	0.04	-0.01	-0.06	-0.04	0.01	0.00	0.02	0.02	0.00			
K1(2)	-0.03	-0.07	0.05	0.00	-0.01	-0.01	-0.04	-0.02	0.02	0.00	0.00	-0.34		
K1(3)	0.02	0.01	0.03	0.02	0.01	0.00	-0.02	-0.01	-0.02	-0.01	0.01	-0.24	-0.33	
K1(4)	0.02	0.00	0.02	0.03	0.01	0.01	0.01	0.00	-0.03	-0.01	-0.03	-0.23	-0.29	-0.36
	R_{flare}	g_{flare}	hh	hl	K2(1)	K2(2)	K2(3)	K2(4)	K2(5)	K2(6)	K2(7)	K1(1)	K1(2)	K1(3)

TABLE 4.20 – Coefficients de Pearson moyennés sur les 10 ajustements MCMC effectués pour un disque épais avec une métallicité moyenne de -0.5, une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#) et des étoiles entre 6 et 13 milliards d’années

Paramètres de densité du disque mince

Afin de vérifier l’impact (ou plutôt l’absence d’impact) du disque épais sur les densités relatives par tranche d’âges du disque mince, des ajustements avec un disque épais entre 8 et 13 milliards d’années et un disque mince entre 6 et 10 milliards d’années ont été lancés. Le but de ces ajustements est de regarder si le disque épais ajusté reste celui de la sous-section 4.2.3 et si le disque mince ajusté reste celui présenté dans cette sous-section. Sur les 10 ajustements lancés, 5 convergent vers la même valeur :

Paramètre	Valeur pour un disque épais ajusté entre 6 et 13 milliards d’années	Valeur pour un disque épais ajusté entre 8 et 13 milliards d’années
Echelle de longueur (pc)	3088.43 $\pm$ 15.80	3090.13 $\pm$ 15.69
Echelle de hauteur (pc)	620.97 $\pm$ 2.01	617.70 $\pm$ 2.02
Pente de l’évasement (pc/kpc)	9.73E-02 $\pm$ 3.37E-3	9.64E-2
Rayon de l’évasement (pc)	9 683.00 $\pm$ 39.17	9 663.68
BIC	89590	90670

TABLE 4.21 – Paramètres du disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 6 et 13 milliards d’années et du disque épais entre 8 et 13 milliards d’années mais avec un même disque mince entre 6 et 10 milliards d’années.

Plusieurs remarques peuvent être faites pour ces ajustements. Tout d’abord, les paramètres du disque épais semblent rester très proches de ceux de la sous-section 4.2.1 (voir tables 4.7 et 4.6) ce qui laisse penser que les ajustements du disque épais entre 8 et 13 milliards d’années sont bien indépendants des

Age du disque épais (10^9 ans)	Densité relative pour un ajustement avec un disque épais entre 6 et 13 milliards d'années	Densité relative pour un ajustement avec un disque épais entre 8 et 13 milliards d'années	Age du disque mince (10^9 ans)	Densité relative pour un ajustement avec un disque épais entre 6 et 13 milliards d'années	Densité relative pour un ajustement avec un disque épais entre 8 et 13 milliards d'années
[6;7]	0.42 ± 0.02	Na	[6;7]	2.37 ± 0.05	2.60 ± 0.05
[7;8]	0.37 ± 0.02	Na	[7;8]	1.55 ± 0.04	1.59 ± 0.05
[8;9]	0.31 ± 0.02	0.90 ± 0.02	[8;9]	0.92 ± 0.05	0.89 ± 0.05
[9;10]	0.40 ± 0.03	0.71 ± 0.02	[9;10]	0.58 ± 0.05	0.54 ± 0.04
[10;11]	0.54 ± 0.03	0.52 ± 0.03			
[11;12]	0.33 ± 0.03	0.29 ± 0.02			
[12;13]	0.20 ± 0.03	$3.17E-2 \pm 2.02E-2$			

TABLE 4.22 – densités relatives par tranche d'âges obtenues après ajustement pour un disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 6 et 13 milliards d'années et un disque mince entre 6 et 10 milliards d'années comparés aux ajustements pour un disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 8 et 13 milliards d'années et un disque mince entre 6 et 10 milliards d'années.

paramètres du disque mince. Cependant, le disque mince est lui légèrement différent de celui obtenu dans cette sous section. En effet, si le disque mince entre 7 et 10 milliards d'années reste peu changé, ce n'est pas le cas du disque mince entre 6 et 7 milliards d'années qui est légèrement augmenté. Cette augmentation ne change pas fondamentalement la distribution en âge du disque mince (on reste sur des densités relatives par tranche d'âges qui décroissent de manière quasi linéaire) par rapport aux ajustements avec un disque épais entre 6 et 13 milliards d'années. Pour ce qui est du BIC, le Lr obtenu est de -44 730 pour un ajustement de 13 paramètres ce qui donne un BIC de 89 580 soit un BIC comparable à celui abordé sous-section 4.2.1 (90670) et visiblement supérieur à celui obtenu avec des ajustements pour un disque épais étendu (86960) ce qui semble indiquer que c'est plus la somme des densités relatives par tranche d'âges que la distribution de ceux ci qui compte pour le disque mince.

4.2.6 Conclusion et discussion sur le besoin de modifier la fonction de masse initiale

Plusieurs points ont été mis en évidence dans cette partie : tout d'abord, la nécessité de modifier l'IMF du disque épais afin d'améliorer les ajustements est une nouvelle indication de la possible remise en cause de l'universalité de l'IMF. Plus encore, si la modification des paramètres de densité du disque épais, comme le laisse penser les résultats obtenus, est dépendante de ladite IMF, il devient important de prendre en compte cette différence car elle peut conclure à des résultats qui supposent des scénarios de formation très différents. Un des problèmes rencontré dans ces ajustements vient du petit nombre d'études sur l'IMF du disque épais trouvées dans la littérature et de l'intervalle de masse concerné (la pente observée est en effet valable pour des étoiles entre 0.2 et $0.8 M_{\odot}$). En effet, les distributions de masse des simulations 2MASS et SDSS sont faites sur un intervalle de masse plus étendu (entre 0.1 et $1.28 M_{\odot}$) où l'IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) ne s'applique peut-être pas. De même, si ces ajustements améliorent fortement les ajustements des premiers intervalles de magnitude de SDSS ainsi que légèrement les ajustements 2MASS (figures 4.37, 4.38 et 4.39), il reste toujours des zones en couleurs et magnitudes mal ajustées que le changement d'IMF (et ce même en prenant celle totalement irréaliste obtenue en laissant l'IMF comme un paramètre libre) ne corrige pas.

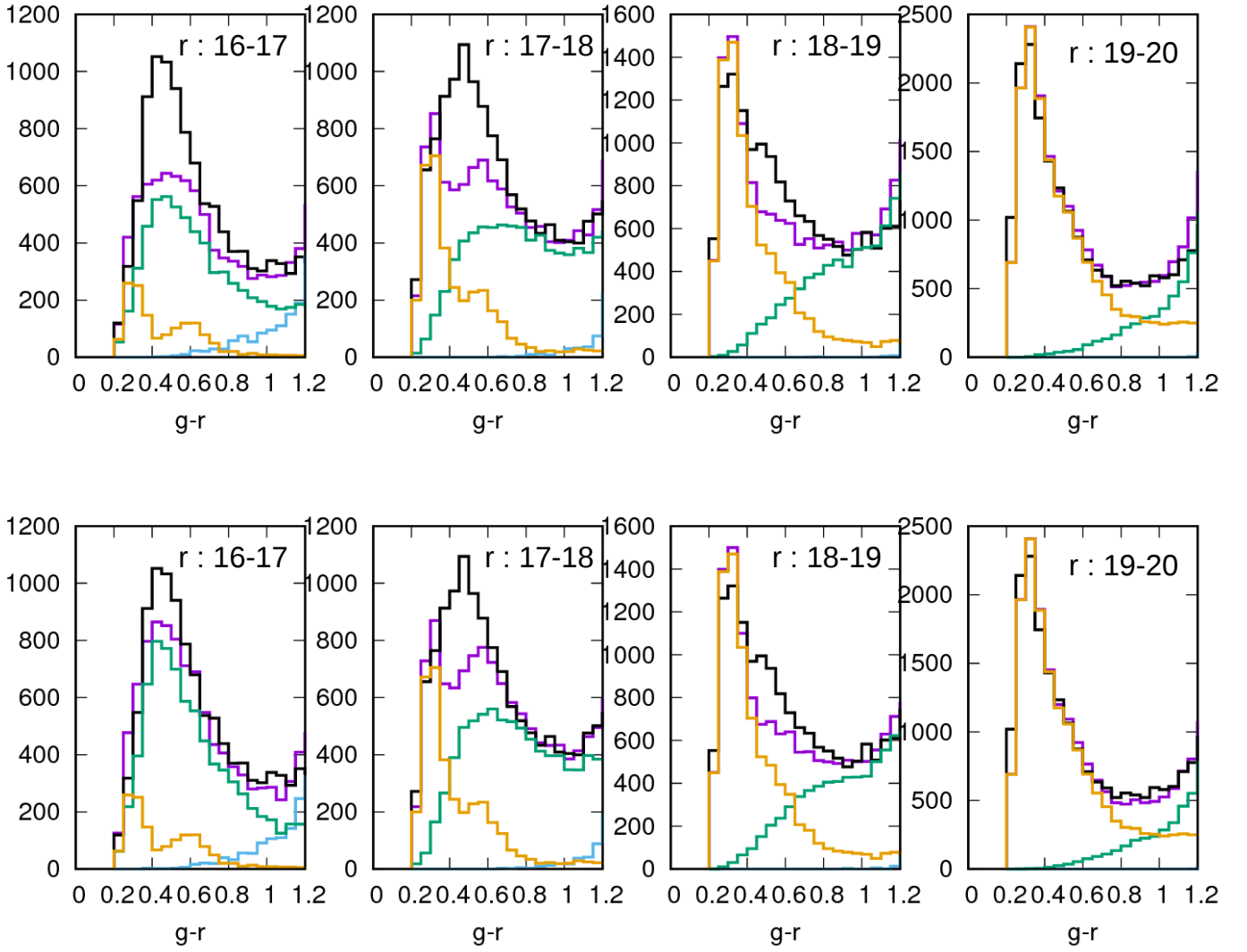


FIGURE 4.37 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3 de SDSS pour les ajustements du disque épais simple (en haut présenté sous-section 4.1.1) et du disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (en bas présenté sous-section 4.2.3). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange

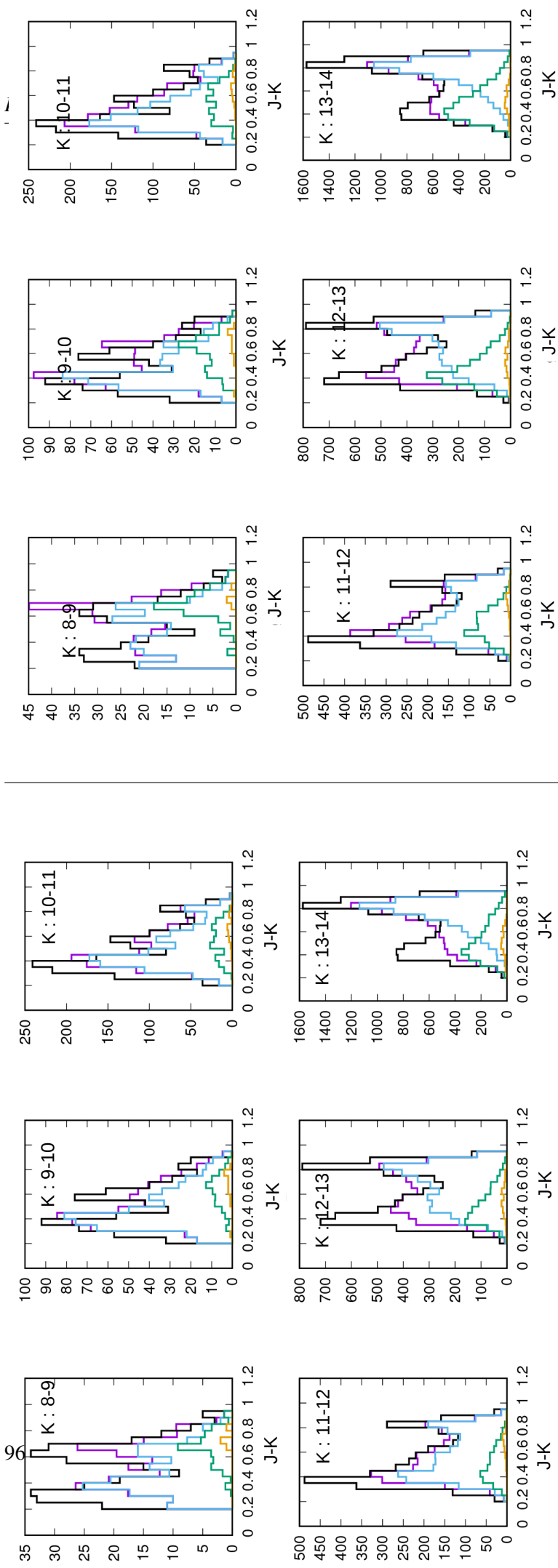
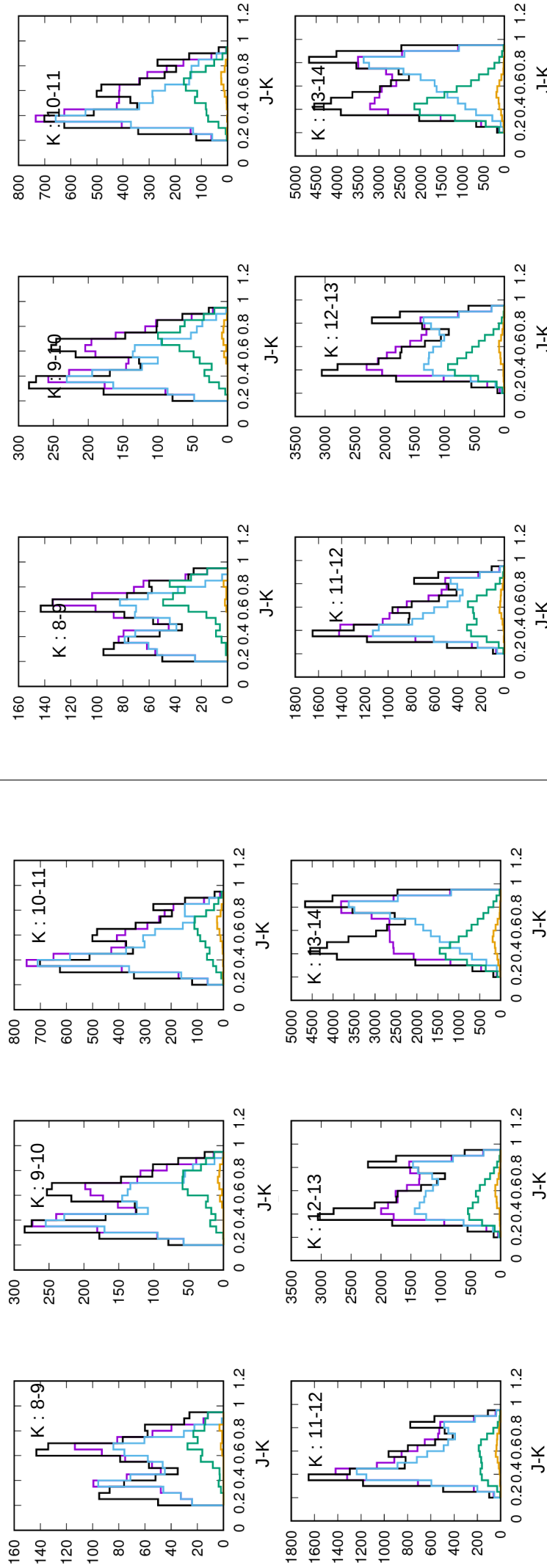


FIGURE 4.38 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais simple (à gauche présenté sous-section 4.1.1) et du disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (à droite présenté sous-section 4.2.3). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .



la fonction de masse initiale

FIGURE 4.39 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre 40 et 60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais simple (à gauche présenté sous-section 4.1.1) et du disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (à droite présenté sous-section 4.2.3). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange.

Il est intéressant de noter que les ajustements qui n'ont pris en compte qu'un seul des deux grands relevés ont montré que certains paramètres n'étaient contraints que par l'un des deux grands relevés. En effet, la modification importante de ces paramètres entre les ajustements avec un seul des deux grands relevés ne change pas énormément les histogrammes obtenus. La même remarque peut être faite pour le disque épais à des âges plus jeunes (figures 4.40, 4.41 et 4.42).

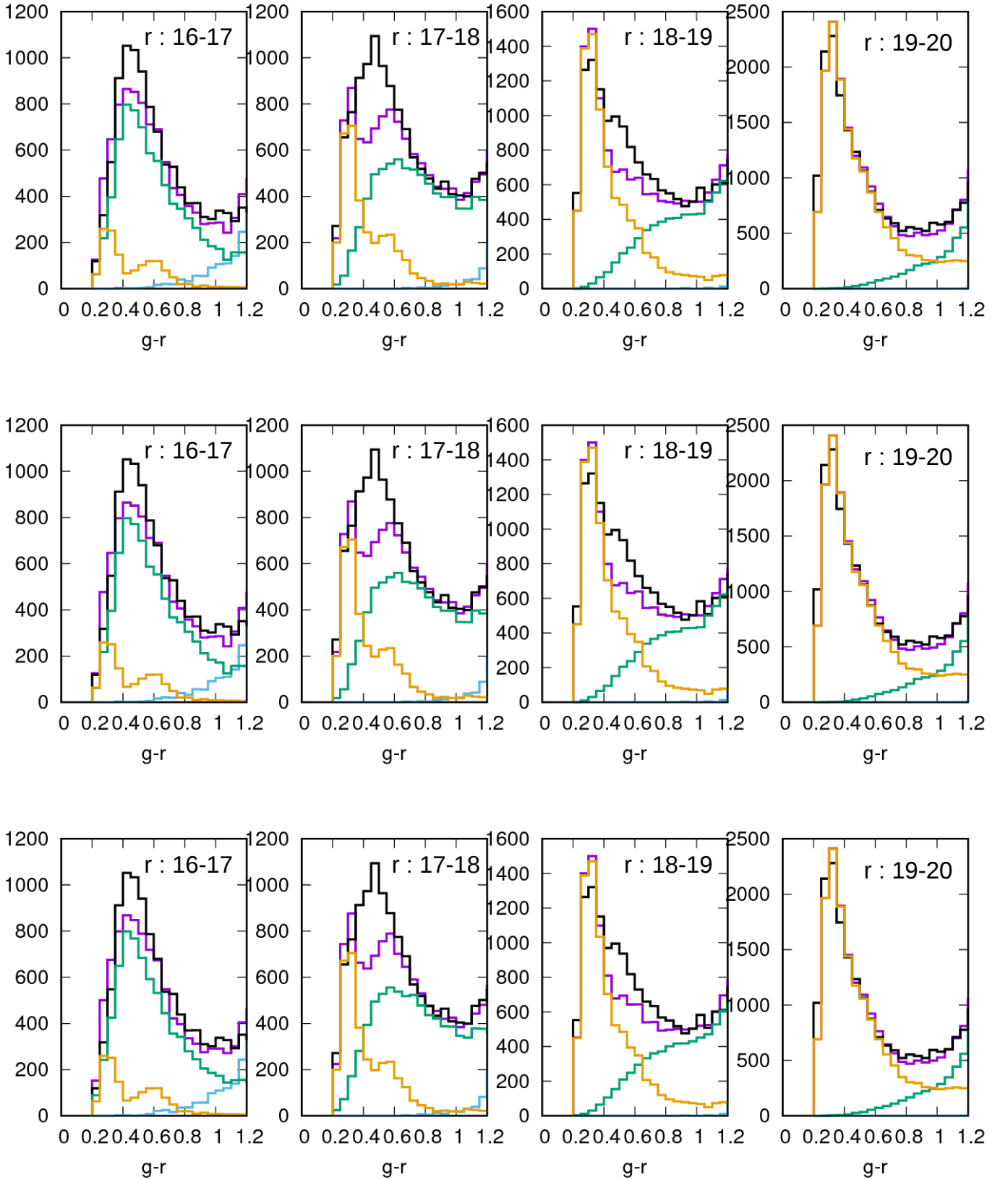


FIGURE 4.40 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3 de SDSS pour les ajustements du disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (en haut présenté sous-section 4.2.3), les ajustements effectués uniquement avec le grand relevé SDSS (au milieu présenté sous-section 4.2.4) et du disque épais à des âges plus jeunes (en bas présenté sous-section 4.2.5). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .

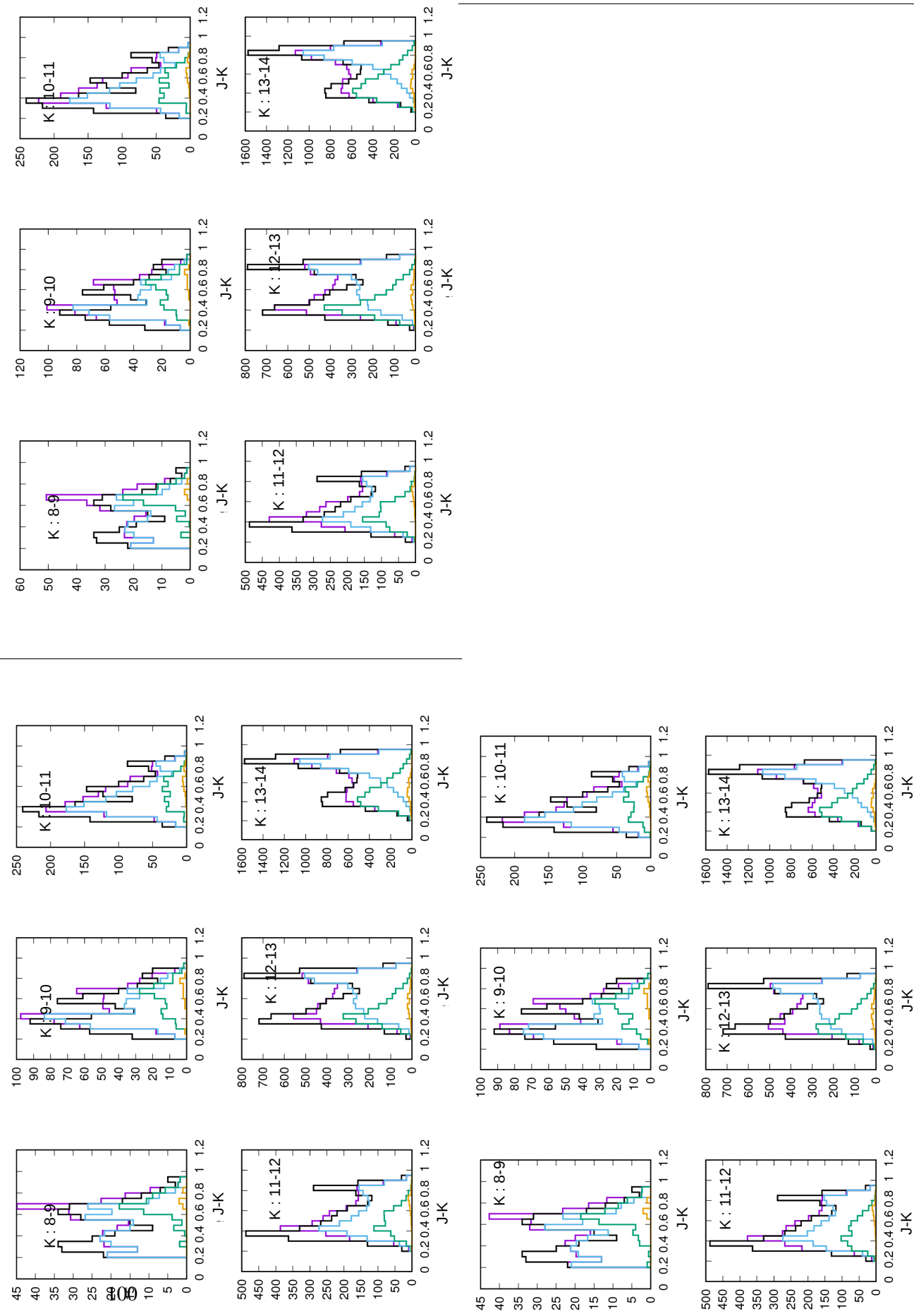


FIGURE 4.41 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais avec une IMF de **Reylé & Robin (2001)** (en haut à gauche présenté sous-section 4.2.3), les ajustements effectués uniquement avec le grand relevé 2MASS (en haut à droite présenté sous-section 4.2.4) et du disque épais à des âges plus jeunes (en bas présenté sous-section 4.2.5). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .

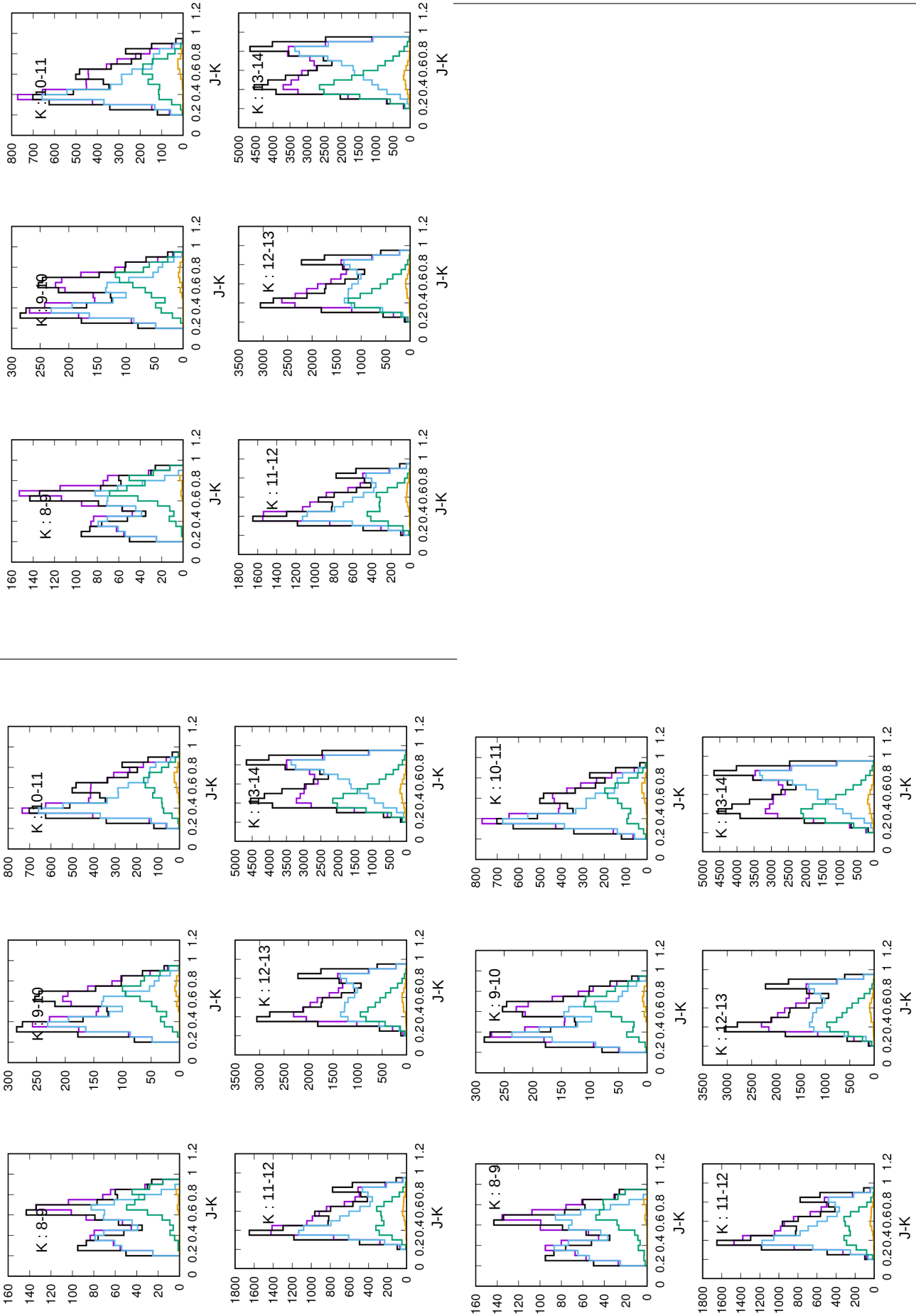


FIGURE 4.42 – Somme des histogrammes obtenus après ajustements pour les champs 2MASS entre 40 et 60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais avec une IMF de **Reylé & Robin (2001)** (en haut à gauche présenté sous-section 4.2.3), les ajustements effectués uniquement avec le grand relevé 2MASS (en haut à droite présenté sous-section 4.2.4) et du disque mince en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .

4.3 Ajustements avec une distribution en âge gaussienne

Les ajustements avec une IMF modifiée bien qu'améliorant les ajustements ne sont pas parfaits. En effet, il existe toujours un intervalle de couleurs et magnitudes (g-r entre 0.4 et 0.6 et r entre 17 et 18 pour SDSS et J-K entre 0.4 et 0.6 et K entre 13 et 14 pour 2MASS) dans les observations qui n'est pas bien reproduit par les ajustements. Afin de tenter d'améliorer l'accord entre observations et simulations, un ajustement comprenant un deuxième disque épais est testé.

Les précédents ajustements tentés avec un disque épais avec deux épisodes de formation n'ayant pas réussi à converger du fait d'un trop grand nombre de paramètres, il a été décidé, pour réduire ce nombre de paramètres, de passer d'une distribution des densités relatives par tranche d'âges du disque épais séparée en intervalles d'un milliard d'années indépendant à une distribution en âge gaussienne (équation 4.4, avec $\mathcal{T}$ l'âge des étoiles, $\mathcal{T}_{20}$ l'âge médian des distributions, K_{20} un facteur de normalisation des distributions en âge des étoiles et σ_2 la largeur à mi hauteur). De cette manière, on passe de 7 paramètres à faire varier (pour le cas d'un disque épais entre 6 et 13 milliards d'années) à seulement trois : l'âge moyen, la largeur à mi hauteur et un facteur de normalisation qui permet d'augmenter ou de diminuer la contribution du disque épais. Le fait de réduire le nombre de paramètres à ajuster devrait permettre d'obtenir des ajustements qui convergent.

$$K_2(\mathcal{T}) = \frac{K_{20}}{((\sqrt{2 \times \pi}) \times \sigma_2)} \times \exp\left(-\left(\frac{\mathcal{T} - \mathcal{T}_{20}}{2 \times (\sigma_2)^2}\right)^2\right) \quad (4.4)$$

Distributions gaussiennes et aires Si la loi de distribution des âges des étoiles du disque épais possède un préfacteur $1/((\sqrt{2 \times \pi}) \times \sigma_2)$ c'est parce que cela rend l'intégrale sur l'âge de cette loi de distribution égale à 1 si l'on peut considérer que la valeur de la loi de distribution à 6 et 13 milliards d'années est très faible par rapport à celle du pic de distribution. De cette manière, et en prenant en compte l'IMF, le paramètre K_{20} sera le seul paramètre à être comparé avec la somme des densités relatives par tranche d'âges du disque épais (multiplié par 0.64 pour les mêmes raisons que les densités relatives par tranche d'âge des ajustements avec un disque épais à des âges plus jeunes).

Remarque Dans les faits, aucune distribution en âge ajustée ne sera une gaussienne complète. Les distributions gaussiennes obtenues dans cette partie seront dites tronquées. La somme des densités relatives ne sera donc pas K_{20} et sera calculée numériquement par une simple méthode d'Euler.

Evasement Pour réduire le nombre de paramètres, il a été décidé de fixer les paramètres d'évasement (communs aux deux disques épais) aux valeurs obtenues pour le disque épais étendu. En effet, ces paramètres influant peu sur le disque épais total, fixer leurs valeurs permet de réduire le nombre de paramètres sans avoir un impact trop important dans les distributions spatiales.

4.3.1 Disque épais gaussien

Comme expliqué plus haut, les ajustements du disque épais avec deux épisodes de formation seront effectués avec une distribution en âge gaussienne pour réduire le nombre de paramètres ajustés.

Dans cette optique, il peut être intéressant de tenter d'ajuster comme travail préparatoire un disque épais simple mais de distribution d'âge gaussien. Ce disque épais servira ensuite de référence pour déterminer les éventuels impacts sur la distribution en âge du passage d'une distribution en densités relatives par tranches d'âges indépendantes à une distribution continue et gaussienne. On gardera un disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) et une métallicité moyenne de -0.5 dex. Ce travail étant un travail préparatoire dans le but d'ajuster un disque épais avec deux épisodes de formation, l'évasement sera fixé comme étant celui obtenu dans les ajustements du disque épais à des âges plus jeunes (4.2.5).

Sur les ajustements lancés, convergents vers la même solution pour un Lr de -43 440 (soit un BIC de 86960 qui est une valeur proche du BIC obtenu pour le disque épais au âges étendu 86960). les résultats sont présentés tableaux 4.23 et 4.24.

Histogrammes Les histogrammes ne sont pas changés par cette nouvelle distribution en âge du disque épais.

Paramètre	Valeurs pour le disque épais avec une distribution gaussienne	Valeurs pour le disque épais présenté sous section 4.2.5
Echelle de longueur (pc)	3134.57 ± 14.85	3159.94 ± 16.34
Echelle de hauteur (pc)	614.74 ± 1.87	616.99 ± 1.98
BIC	86980	86960

TABLE 4.23 – Paramètres du profil du disque épais obtenu avec une distribution en âge gaussienne comparés à celles obtenues pour un disque épais avec des densités relatives par tranche d’âge indépendantes. Les étoiles des deux disques épais sont comprises entre 6 et 13 milliards d’années et leur IMF est fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#)

Paramètre pour un disque épais gaussien	Valeur	Age (10^9 ans)	Densité relative du disque épais présenté sous section 4.2.5	Age (10^9 ans)	Densité relative du disque mince pour un disque épais gaussien	Age (10^9 ans)	Densité relative du disque mince présenté sous section 4.2.5
$K2_0$	5.14 ± 0.27	[6 ; 7] [7 ; 8]	0.42 ± 0.02 0.37 ± 0.02	[6 ; 7]	2.37 ± 0.05	[6 ; 7]	2.37 ± 0.05
σ_2	5.13 ± 0.20	[8 ; 9] [9 ; 10]	0.31 ± 0.02 0.40 ± 0.03	[7 ; 8]	1.54 ± 0.05	[7 ; 8]	1.55 ± 0.04
$T2_0$ (10^9 ans)	8.13 ± 0.17	[10 ; 11] [11 ; 12]	0.54 ± 0.03 0.33 ± 0.03	[8 ; 9]	0.91 ± 0.05	[8 ; 9]	0.92 ± 0.05
		[12 ; 13]	0.20 ± 0.03	[9 ; 10]	0.57 ± 0.05	[9 ; 10]	0.58 ± 0.05
Somme des densité relatives	2.54		2.57		5.39		5.42

TABLE 4.24 – Distribution en âge des étoiles du disque épais et du disque mince entre 6 et 10 milliards d’années pour les ajustements d’un disque épais simple gaussien comparés aux densités relatives par tranches d’âges obtenues après ajustement pour un disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 6 et 13 milliards d’années et un disque mince entre 6 et 10 milliards d’années.

Si l’on se penche sur les paramètres obtenus, une première observation peut être faite concernant la distribution en âge du disque épais. Les paramètres $K2_0$ et σ_2 sont fortement corrélés (figure 4.43). Cette

corrélation est assez importante pour que l'on ne puisse pas contraindre une seule valeur pour ces deux paramètres. Il est tout de même possible d'obtenir un encadrement des valeurs de ces deux paramètres. On remarque que les échelles de longueur et de hauteur obtenues sont très proches de celles du disque épais à des âges plus jeunes. La distribution en âge est quand à elle un peu différente. En effet, si la densité relative en fonction de l'âge reste assez étendue, le pic de la distribution en âge passe de l'intervalle d'âge [10 ; 11] milliards d'années à un âge de 8.13 milliards d'années. De même, la densité relative du disque épais avec une distribution en âge gaussienne vaut 2.54 ce qui est une valeur très proche du 2.57 obtenu pour des ajustements pour le disque épais à des âges plus jeunes. Il est aussi intéressant de remarquer que les densités relatives par tranches d'âges du disque mince sont quasiment inchangées par rapport aux ajustements du disque épais à des âges plus jeunes. La proportion d'étoiles du disque épais se formant en même temps que le disque mince simulé reste toujours importante même si elle diminue par rapport aux ajustements avec des densités relatives par tranches d'âge indépendantes (on passe de 70 % à 62 % d'étoiles du disque épais se formant en même temps que les étoiles du disque mince).

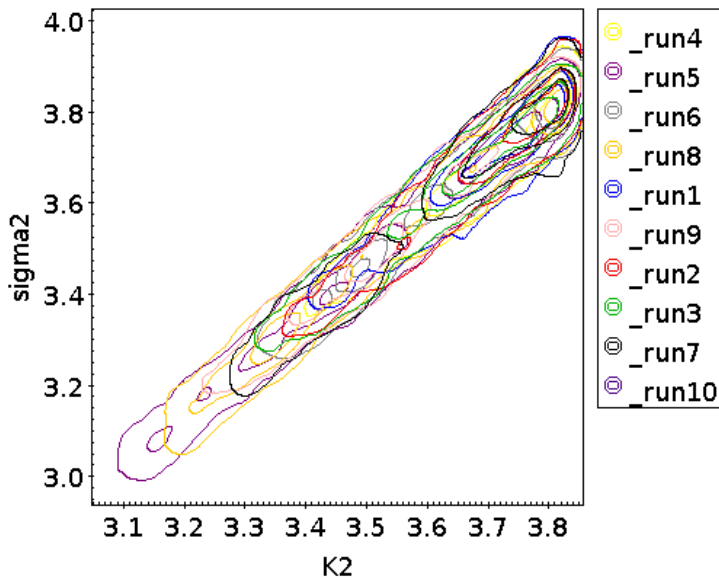


FIGURE 4.43 – Relations entre $K2_0$ (en abscisse) et σ_2 (en ordonné) pour les ajustements avec un disque épais avec une distribution en âge gaussienne. On peut remarquer la très forte corrélation entre ces deux paramètres.

Corrélations Plusieurs observations peuvent être faites sur les relations entre les différents paramètres ajustés (voir figure 13 en annexe et tableau 4.25). Les échelles de hauteur et de longueur sont peu corrélées avec les autres paramètres. La corrélation la plus importante est l'anticorrélation entre l'échelle de longueur et l'âge médian des étoiles du disque épais, ce qui est logique car comme on l'a vu dans les résultats ne prenant en compte qu'un seul des deux grands relevés, la distribution en âge et en longueur est principalement contrainte par 2MASS. Les corrélations de la distribution en âge du disque épais sont elles plus marquées.

On observe en effet une très forte corrélation entre le facteur de normalisation des distributions en âge du disque épais et la largeur à mi hauteur de ces distributions. Ces corrélations seront traitées plus en détail dans la suite de ce document.

Les paramètres du disque mince quant à eux restent avec les mêmes anticorrélations que celles observées pour les ajustements avec un disque épais à des âges étendus.

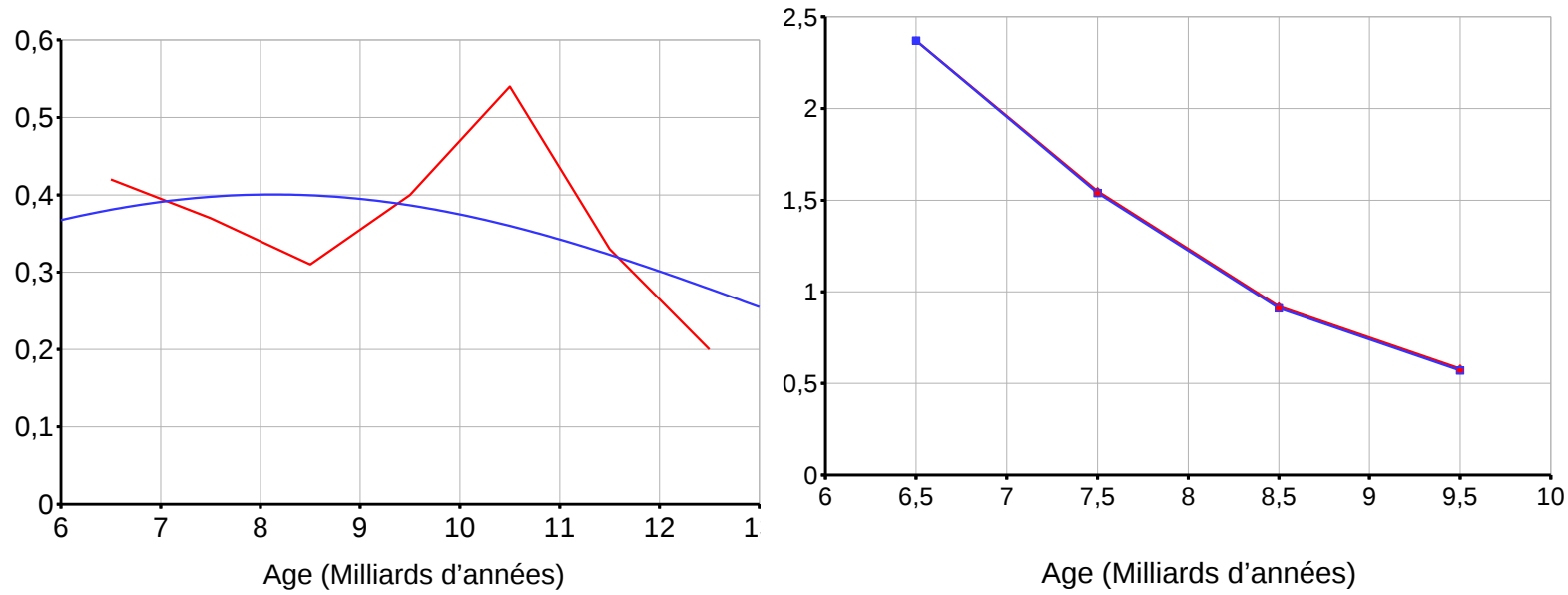


FIGURE 4.44 – Evolution des densités relatives par tranches d’âges du disque épais (à gauche) et du vieux disque mince (à droite) ajustée par les MCMC pour un disque avec une distribution en âge gaussienne (en bleu) et pour un disque épais à des âges plus jeunes (en rouge).

hl	-0.14							
K2 ₀	0.01	-0.04						
σ ₂	0.12	-0.10	0.96					
T ₂₀	0.03	-0.20	-0.48	-0.32				
K1(1)	0.05	-0.04	0.01	0.04	0.10			
K1(2)	0.04	-0.01	-0.03	-0.01	0.03	-0.32		
K1(3)	0.03	0.04	0.02	0.03	-0.03	-0.22	-0.37	
K1(4)	0.01	0.03	-0.01	-0.01	-0.05	-0.23	-0.30	-0.36
	hh	hl	K2 ₀	σ ₂	T ₂₀	K1(1)	K1(2)	K1(3)

TABLE 4.25 – Coefficients de Pearson moyennés sur les 9 ajustements MCMC effectués pour un disque épais avec une métallicité moyenne de -0.5, une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#) des étoiles entre 6 et 13 milliards d’années et une distribution en âge des étoiles du disque épais gaussienne comparés aux ajustements obtenus pour un disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 8 et 13 milliards d’années et un disque mince entre 6 et 10 milliards d’années.

4.3.2 Disque épais gaussien avec deux épisodes de formation

Après avoir vu l'impact du changement de type de distribution en âge sur les ajustements, des ajustements avec un disque épais avec deux épisodes de formation ont été effectués. Le premier épisode de formation gardera les propriétés du disque épais déjà étudié précédemment (un disque épais avec une métallicité moyenne de -0.5 dex) tandis que le second aura une métallicité moyenne de -0.8 dex. Pendant le reste de cette sous-section, le disque épais avec une métallicité moyenne de -0.5 dex sera appelé disque épais 1 et le disque épais avec une métallicité moyenne de -0.8 dex sera appelé disque épais 2.

Tout les disques épais posséderont une dispersion en métallicité de 0.3 dex et une distribution d'âge entre 6 et 13 milliards d'années.

Sur les différents ajustements lancés, deux types de disques épais avec deux épisodes de formation ont été obtenus.

Tout d'abord, pour une majorité des ajustements, le disque épais 2 se retrouvait plus jeune (avec un âge médian d'environ 8 milliards d'années contre 12 milliards d'années pour le premier disque épais) et moins étendu en hauteur (avec une échelle de hauteur de 300 pc contre 700 pour le premier disque épais) que le disque épais 1.

Une autre configuration était possible avec cette fois ci un disque épais 2 plus vieux et plus épais que le disque épais 1. C'est cette deuxième configuration qui est conservée et étudiée ici.

Des ajustements ont été lancés jusqu'à ce qu'il y ait 10 ajustements qui aboutissent au disque épais avec deux épisodes de formation de deuxième type. Sur les 10 MCMC ainsi lancés, 6 convergent vers la même solution dont le L_r vaut -42360 (ce qui correspond à un BIC de 84 850) ce qui est une légère amélioration par rapport au L_r obtenu pour un disque épais étendu. Cette amélioration est visible dans les histogrammes (figures 4.45 , 4.46 et 4.47).

Histogrammes Cette amélioration du BIC est observable lorsque l'on regarde les histogrammes même si elle ne donne pas des ajustements parfaitement satisfaisants.

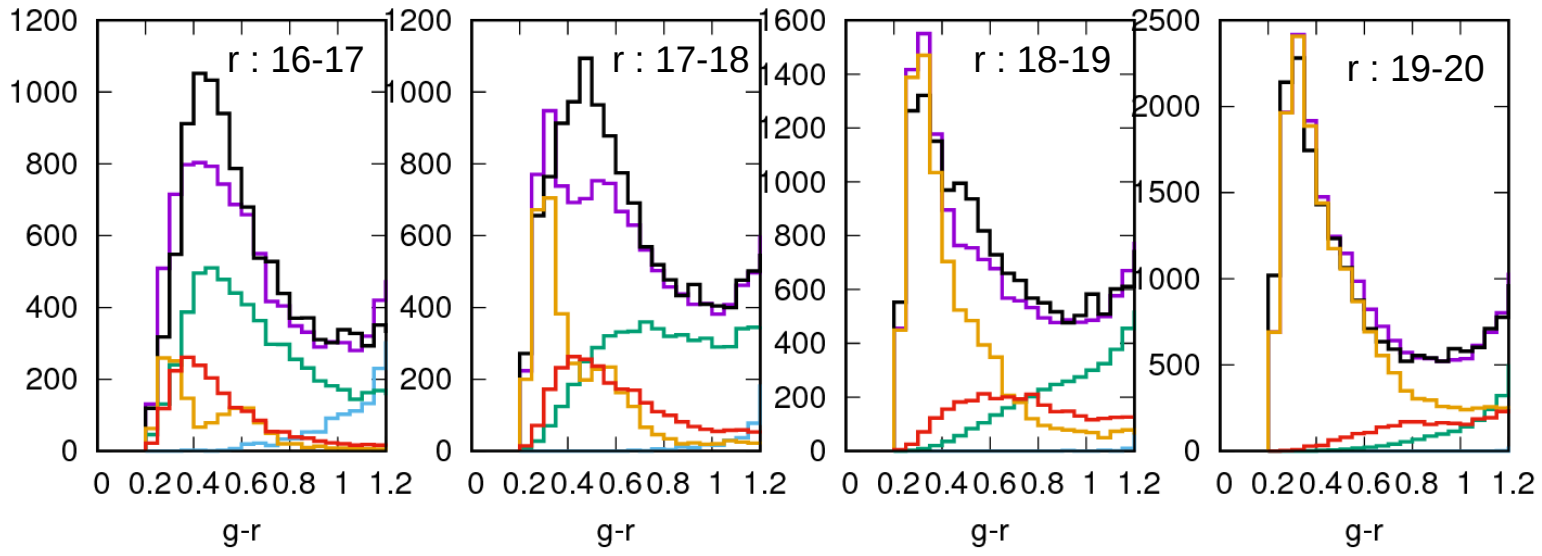


FIGURE 4.45 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais 1 en vert, le disque épais 2 en rouge et le halo en orange

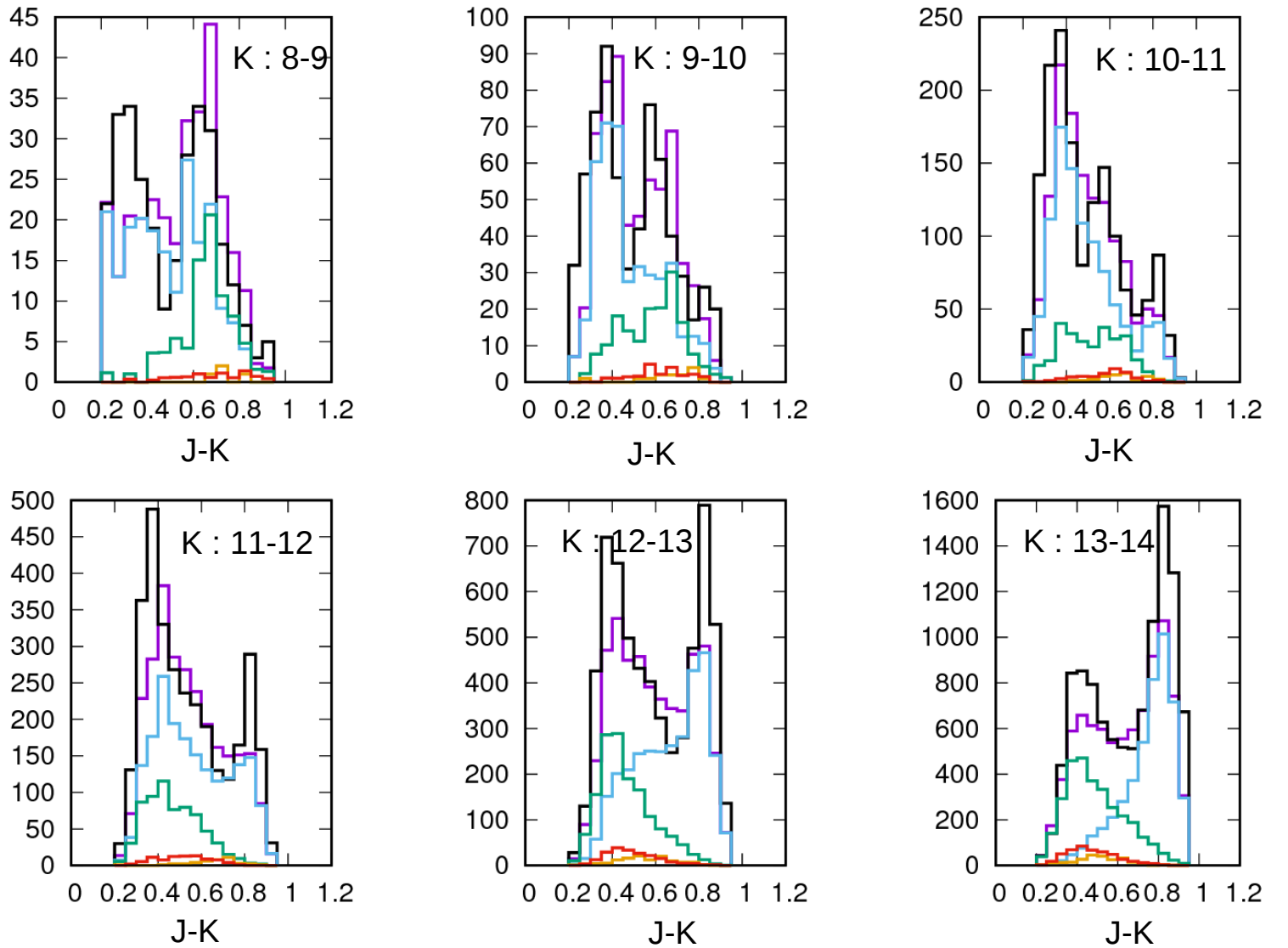


FIGURE 4.46 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais 1 en vert, le disque épais 2 en rouge et le halo en orange.

Dans l'ensemble, tout les paramètres convergent vers une valeur spécifique à une exception près. Les paramètres qui définissent la distribution en âge des étoiles du disque épais 1 semblent en effet ne pas converger vers une valeur particulière mais au contraire s'étaler sur un intervalle de valeurs assez important. En s'intéressant aux relations entre ces paramètres, on se rend compte que ceux-ci sont très fortement corrélées ou anticorrélées (figure 4.48).

Les paramètres décrivant la distribution en âges du disque épais 1 sont les seuls paramètres qui ne convergent pas vers une solution..

Tout les autres paramètres (y compris les densités relatives par tranches d'âges du disque épais 2) se mettent à varier très peu une fois la convergence atteinte. Il est tout de même possible d'avoir un intervalle

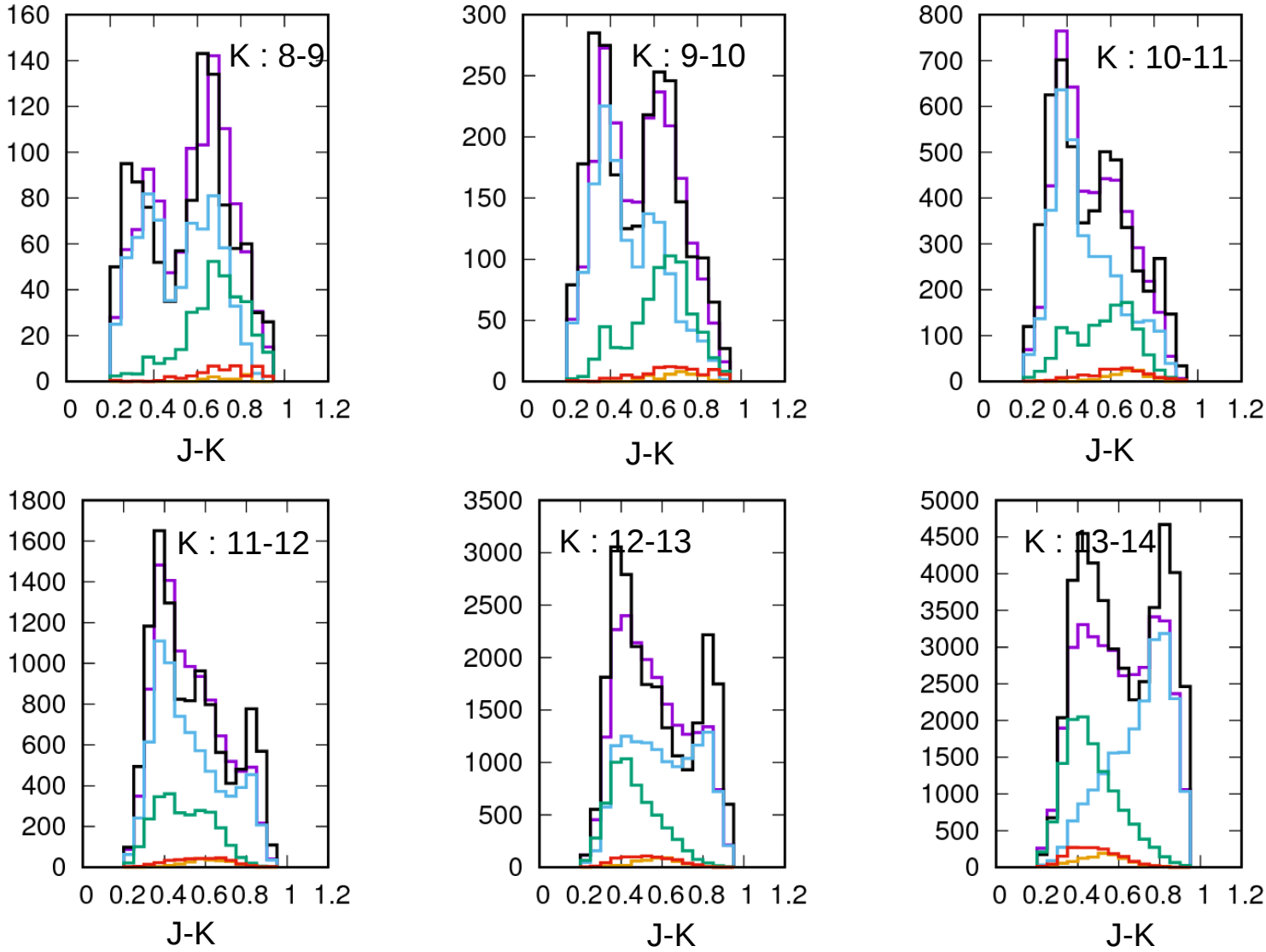


FIGURE 4.47 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre 60 et 40 degrés de latitude. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais 1 en vert, le disque épais 2 en rouge et le halo en orange.

de valeurs qui reste relativement réduit pour la distribution en âge du disque épais 1. Si on ne peut pas donner de valeur précise, il est tout de même possible d'encadrer la distribution en âge du disque épais 1. Chose plus intéressante, ces corrélations et anticorrélations nous permettent, si l'on veut fixer une des trois densités paramètres de la distribution en âge du disque épais d'obtenir la valeur des deux autres.

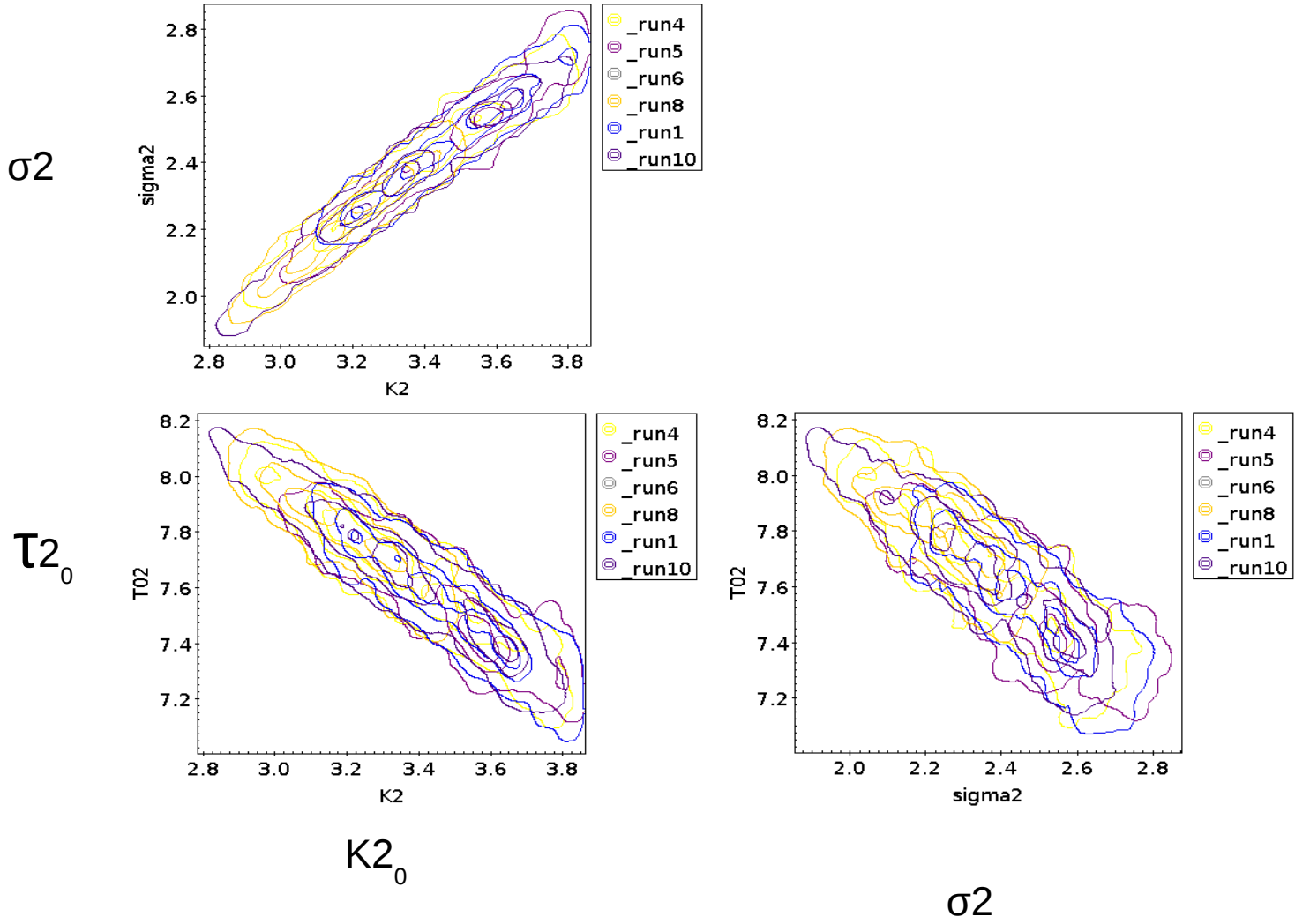


FIGURE 4.48 – Corrélations et anticorrélations des paramètres qui définissent la distribution en âge du disque épais 1

Les paramètres obtenus pour ces ajustements sont présentés tableaux 4.26 et 4.27

On se retrouve avec un disque épais vieux avec une échelle de hauteur élevée (920 pc) et une échelle de longueur qui est assez proche du résultat pour un disque épais simple sans modifier l'IMF (2530 pc) à un disque épais plus jeune avec une échelle de hauteur assez courte (510 pc) et une échelle de longueur qui redevient celle des ajustements avec l'IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (3300 pc). Le fait de passer d'un disque très épais à un disque moins épais et plus large fait penser au scénario de formation intérieur extérieur. Cependant, au vu de la faible contribution du disque épais 2 aux ajustements 2MASS, il est possible que cette échelle de longueur ne soit due qu'au fait que celle ci est contrainte uniquement par SDSS. On trouve au total une densité relative pour le premier disque épais de 3.01 et de 0.48 pour le second. On se retrouve donc avec un disque épais plus dense que celui obtenu dans les précédents ajustements mais toujours moins dense que pour les simulations initiales. Comme dans tout les autres

Paramètre	Valeurs pour le disque épais 1	Valeurs pour le disque épais 2	Valeurs pour le disque épais présenté sous section 4.2.5
Echelle de longueur (pc)	3299.70 ± 28.64	2525.71 ± 29.95	3159.94
Echelle de hauteur (pc)	514.25 ± 2.80	922.75 ± 8.86	616.99
BIC	84850		86960

TABLE 4.26 – Paramètres du profil du disque épais avec deux épisodes de formations comparés à ceux du disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 6 et 13 milliards d’années.

Paramètre d’âge du disque épais 1	Valeur	Paramètre d’âge du disque épais 2	Valeur	Age (10^9 ans)	Densité relative du disque mince
$K2_0$	4.61 ± 0.19	$K3_0$	0.56 ± 0.04	[6 ; 7]	2.12 ± 0.05
σ_2	3.35 ± 0.18	σ_3	0.89 ± 0.05	[7 ; 8]	1.42 ± 0.05
$\mathcal{T}2_0$ (10^9 ans)	7.64 ± 0.17	$\mathcal{T}3_0$ (10^9 ans)	12.92 ± 0.06	[8 ; 9]	0.84 ± 0.05
				[9 ; 10]	0.58 ± 0.05

TABLE 4.27 – Distributions en âges des étoiles du disque épais avec deux épisodes de formation gaussien et du disque mince entre 6 et 10 milliards d’années après ajustements comparés à ceux obtenus pour un disque épais avec une IMF fixée et des étoiles du disque épais entre 6 et 13 milliards d’années et un disque mince entre 6 et 10 milliards d’années.

ajustements, on se retrouve avec une forte majorité (70 %) des étoiles du disque épais 1 qui se forment en même temps que le disque mince. Cette valeur est supérieure à celle obtenue pour un disque épais simple gaussien ce qui peut confirmer qu’une partie des étoiles vieilles des anciens ajustements sont passées du disque épais 1 au disque épais 2

L’augmentation de la densité du disque épais tout comme la plus faible échelle de hauteur fait penser aux ajustements effectués en ne prenant en compte que les champs 2MASS. Le manque d’étoiles dans les champs SDSS entraîné par cette modification du disque épais 1 serait compensé par les étoiles du disque épais 2. Les densités relatives par tranche d’âge du disque mince restent proches de celles obtenues pour un disque épais à des âges plus jeunes.

Corrélations Lorsque l’on s’intéresse aux relations entre les différents paramètres (figures 14 et 15 en annexe et tableau 4.28), plusieurs points peuvent être notés. Premièrement il existe une anticorrélation entre l’échelle de hauteur du disque épais 1 et le paramètre de densité $K3_0$. Cette anticorrélation peut être un indice en faveur de l’hypothèse déjà formulée plus haut de la compensation d’un déficit d’étoiles dans SDSS causé par la faible échelle de hauteur du disque épais 1 avec les étoiles du disque épais 2. L’anticorrélation pour le disque épais 2 entre son échelle de hauteur et sa normalisation peut s’expliquer pour les mêmes raisons. Une échelle de hauteur plus grande donnant une densité plus importante pour une même altitude galactique, il peut y avoir une correspondance entre échelle de hauteur et $K3_0$.

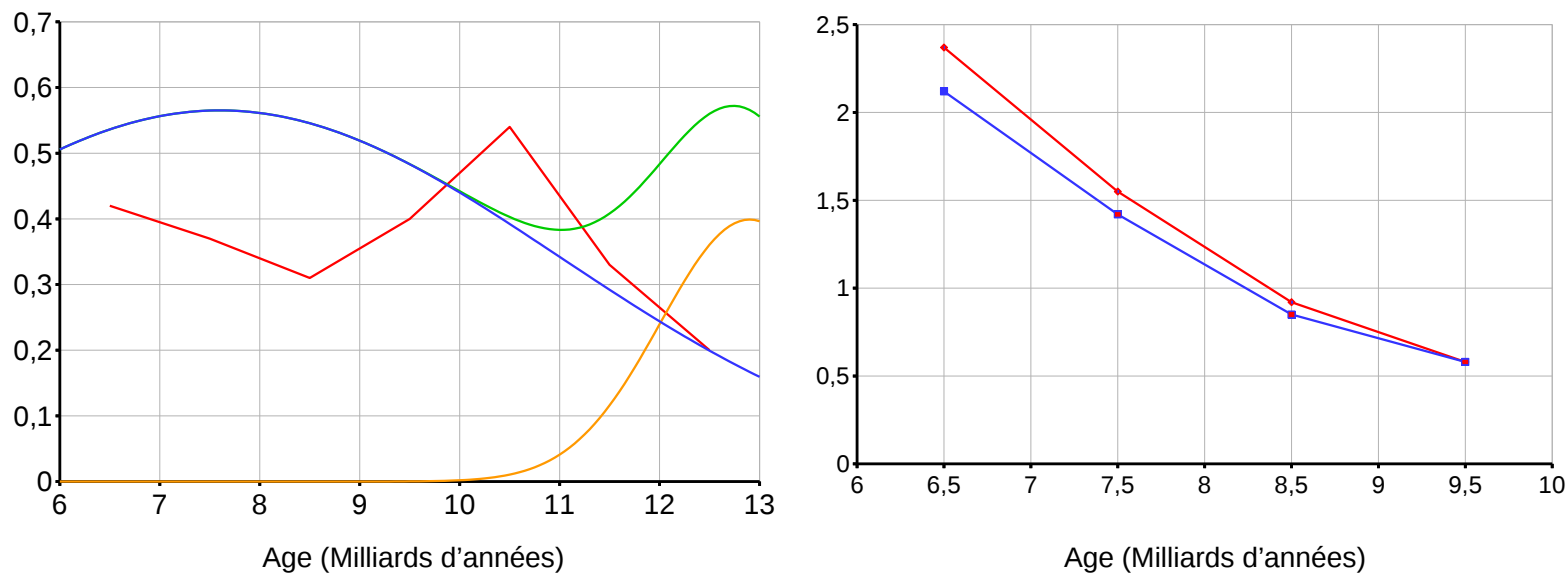


FIGURE 4.49 – Evolution des densités relatives par tranches d'âges du disque épais (à gauche) et du vieux disque mince (à droite) ajusté par les MCMC pour un disque avec deux épisodes de formation et une distribution en âge gaussienne (en bleu pour le disque épais 1 en orange pour le disque épais 2 et en vert pour la combinaison des deux disques épais) et pour un disque épais avec une distribution en âge faite de densité relative par tranches d'âges indépendantes (en rouge). Toutes les étoiles du disque épais ont entre 6 et 13 milliards d'années et suivent une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#)

Les paramètres décrivant la densité relative en fonction de l'âge du disque épais 1 sont, comme il a déjà été noté fortement corrélés et anticorrélés. On remarque tout de même que $\mathcal{T}2_0$ se retrouve plus anticorrélé avec $K2_0$ et σ^2 que lors des ajustements avec un seul disque épais gaussien (sous section 4.3.1).

Pour expliquer ce changement, il faut rappeler que les histogrammes obtenus en ajustant un disque épais composé d'étoiles entre 6 et 13 milliards d'années sont très proches de ceux obtenus pour un disque épais entre 8 et 13 milliards d'années.

On peut donc penser que les étoiles dont la distribution en âge est la plus contraignante pour obtenir des ajustements corrects sont celles qui voient leurs poids le moins changer entre les deux ajustements. Dans notre cas, il s'agit de la proportion des étoiles de plus de 10 milliards d'années qui change peu entre les deux ajustements.

Or, dans les ajustement pour un disque épais double, les étoiles les plus vieilles sont les étoiles du disque épais 2. On retire une contrainte sur la distribution en âge du disque épais 1.

Ce manque de contrainte sur la distribution en âge du disque épais 1 pourrait expliquer pourquoi sa distribution en âge est moins bien contrainte et pourquoi, la distribution en âge du disque épais 2 est relativement bien contrainte.

hl	-0.18												
hh2	0.34	0.09											
hl2	-0.02	-0.62	-0.24										
$K2_0$	0.00	0.03	0.09	-0.02									
$K3_0$	-0.38	-0.02	-0.53	0.14	-0.14								
σ_2	0.15	-0.03	0.12	-0.04	0.96	-0.18							
σ_3	-0.11	0.03	-0.09	-0.02	-0.07	0.50	-0.07						
$\mathcal{T}2_0$	-0.03	-0.07	0.03	-0.01	-0.89	0.07	-0.81	0.09					
$\mathcal{T}3_0$	0.03	-0.09	0.07	0.10	-0.07	0.64	-0.08	0.53	0.07				
K1(1)	0.14	-0.01	0.08	-0.05	-0.02	-0.09	0.04	-0.02	0.05	-0.01			
K1(2)	0.07	-0.01	-0.01	0.02	-0.04	0.00	-0.01	0.03	0.00	0.00	-0.32		
K1(3)	0.02	-0.04	-0.01	0.03	0.00	-0.01	0.00	-0.01	-0.03	0.00	-0.21	-0.35	
K1(4)	-0.01	0.02	-0.03	0.01	0.04	0.03	0.03	0.02	-0.06	0.02	-0.20	-0.32	-0.37
	hh	hl	hh2	hl2	$K2_0$	$K3_0$	σ_2	σ_3	$\mathcal{T}2_0$	$\mathcal{T}3_0$	K1(1)	K1(2)	K1(3)

TABLE 4.28 – Coefficients de Pearson moyennés sur les 9 ajustements MCMC effectués pour un disque épais avec deux épisodes de formation et une IMF fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#) des étoiles entre 6 et 13 milliards d’années et une distribution en âge des étoiles du disque épais gaussienne la métallicité moyenne du premier disque épais est de -0.5 dex et celle du second vaut -0.8 dex

Corrélations des paramètres régissant la distribution en âge du disque épais

Les ajustements effectués avec une distribution en âge gaussienne ont présenté que ce soit pour un disque épais avec un ou deux épisodes de formation de fortes corrélations entre $K2_0$, σ_2 et $\mathcal{T}2_0$.

Si pour une fonction gaussienne complète, l’équation 4.4 nous donne une densité du disque épais qui ne dépend que de $K2_0$, ce n’est pas le cas pour une gaussienne tronquée. Dans ce cas, les trois paramètres $K2_0$, σ_2 et $\mathcal{T}2_0$ ont un impact sur la densité du disque épais.

Les fortes corrélations et anti-corrélations entre ces trois paramètres pourraient dans notre cas être dues à un besoin de conserver une quantité fixe d’étoiles dans le disque épais. Chaque modification d’un des trois paramètres devant être compensée par une augmentation ou une baisse des deux autres.

Pour tester cette hypothèse, des ajustements ont été effectués pour un disque épais avec deux épisodes de formation, configuration choisie car c’est celle qui présente les plus fortes corrélations entre les paramètres d’âge du disque épais 1.

Dans ce test, pour éviter que σ_2 et $\mathcal{T}2_0$ ne jouent un rôle dans la densité totale en étoiles, la distribution en âge du disque épais a été normalisée de sorte que la quantité d’étoiles des disque épais 1 et 2 au voisinage solaire aie pour valeur $K2_0$ et $K3_0$. Cette normalisation est faite, à l’aide d’une méthode de Runge Kuta d’ordre 2.

Si les corrélations observées dans les résultats précédents sont uniquement dus à l’impact des paramètres σ_2 et $\mathcal{T}2_0$ sur la quantité d’étoiles du disque épais 1, les ajustements avec cette normalisation devraient faire disparaître les corrélations entre $K2_0$, σ_2 et $\mathcal{T}2_0$.

10 ajustements ont été lancés avec cette normalisation mais un seul a abouti à un disque épais jeune plus riche en métaux que le disque épais vieux.

On observe que si les corrélations entre $K2_0$ et σ_2 et $\mathcal{T}2_0$ disparaissent, ce n’est par contre pas le cas pour les anticorrélations entre σ_2 et $\mathcal{T}2_0$ (voir figure 4.50). On peut donc en conclure que si la corrélation entre $K2_0$ et σ_2 et $\mathcal{T}2_0$ observées dans les ajustements précédents semble effectivement être due à la manière dont était normalisée la distribution en âge des étoiles, ce n’est visiblement pas le cas pour l’anticorrélation entre σ_2 et $\mathcal{T}2_0$.

Les autres paramètres obtenus pour ces ajustements sont quand à eux quasi inchangés par le passage à une distribution en âge normalisée (voir tableau 4.29).

Paramètre	Valeurs pour le disque épais 1 standard	Valeurs pour le disque épais 2 standard	Valeurs pour le disque épais 1 normalisé	Valeurs pour le disque épais 2 normalisé
Echelle de longueur (pc)	3299.70 ± 28.64	2525.71 ± 29.95	3304.71 ± 26.1146	2529.42 ± 26.12
Echelle de hauteur (pc)	514.25 ± 2.80	922.75 ± 8.86	513.56 ± 2.89	920.45 ± 9.34
Somme des densité relatives	3.01	0.31	3.01	0.31
BIC	84850		84900	

TABLE 4.29 – Paramètres du profil du disque épais avec deux épisodes de formation pour une distribution en âge des étoiles gaussienne et une distribution en âge des étoiles gaussienne normalisée.

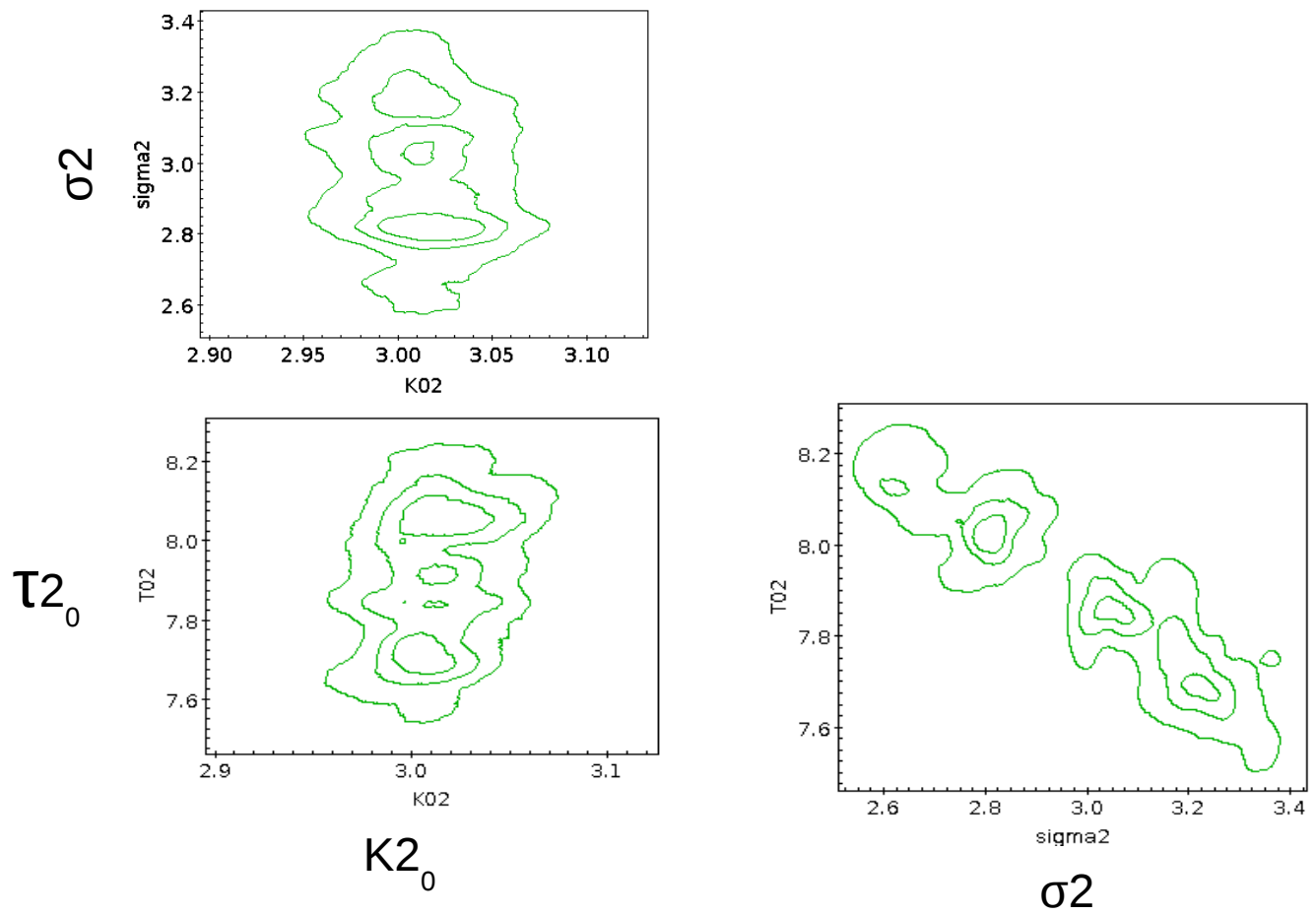


FIGURE 4.50 – Corrélations et anticorrélations des paramètres qui définissent la distribution en âge du disque épais 1 pour un ajustement avec une distribution en âge normalisée.

4.3.3 Ajout du halo

Tous les ajustements ont été faits en utilisant le halo obtenu par [Robin et al. \(2014\)](#). Ce halo était simulé de la même manière que le disque épais (voir paragraphe 3.1.2) des anciennes versions du BGM mais avec plusieurs différences :

- On considère que le halo suit une distribution de densité Hernquist (équation 6 de [Robin et al. \(2014\)](#) et équation 4.5 de ce document avec ρ_0 la densité d'étoiles du halo au centre galactique, p et q les ratios suivant les axes y et z , R_c le rayon de cœur, q_{hern} un exposant). Les paramètres du halo initialement utilisés sont référencés table 4.30
- Les étoiles du halo sont simulées à l'aide d'un isochrones Bergbush ([Bergbusch & Vandenberg \(1992\)](#)) avec une métallicité moyenne de -1.48 dex. On considère que toutes les étoiles du halo sont âgées de 14 milliards d'années.

$$\rho(x, y, z) = \frac{\rho_0}{(\sqrt{x^2 + (y/p)^2 + (z/q)^2} + R_c)^{d_{hern}}} \quad (4.5)$$

Paramètre Hern- quist du Halo	Valeur
ρ_0	.9E-04 étoiles/ pc^3
q	0.776
R_c	5171 pc
d_{hern}	4.39

TABLE 4.30 – Paramètres du halo utilisés dans les ajustements précédents

Le halo dans la littérature Les quelques articles que j'ai consultés et traitant de la distribution en densité d'étoiles du halo considèrent que celle ci peut s'écrire sous la forme d'une loi de puissance (voir équation 4.6) avec un aplatissement en z . Les étoiles du halo des simulations de départ étant en grande majorité des étoiles du halo interne (97 % d'entre elles sont situées à moins de 20 kpc du soleil), Les articles traitant de la distribution en étoiles du halo à plus de 20 kpc ne seront pas traités ici. Le tableau 4.31 est un tableau récapitulatif des résultats de trois articles traitant du halo ([Deason et al. \(2011\)](#) [Iorio et al. \(2018\)](#) et [Chen et al. \(2017\)](#)). On remarque que ces trois résultats sont proches et donnent un halo assez aplati.

$$\rho(x, y, z) = \frac{\rho_0}{(\sqrt{x^2 + (y/p)^2 + (z/q)^2})^d} \quad (4.6)$$

Dans la nouvelle version du modèle, le halo, tout comme le disque épais n'est plus simulé avec des isochrones mais avec une grille de modèle évolutif. Cette grille permet pour le halo, comme pour toutes les autres populations de la Galaxie, d'obtenir des étoiles du halo sur des intervalles d'âge plus importants et de prendre en compte les étoiles binaires. Un ajustement du disque épais avec deux épisodes de formation et de ce nouveau halo est donc tenté. Il y a deux buts à cet ajustement : tout d'abord, et tout naturellement cet ajustement nous permettra de contraindre la forme du halo et d'améliorer l'accord avec les observations des ajustements. Ensuite, le disque épais ajusté avec ce nouveau halo sera comparé aux résultats précédents. Si les propriétés du disque épais ainsi ajusté diffèrent peu de ceux obtenus avec un ajustement de disque épais avec deux épisodes de formation, cela voudra dire que les résultats obtenus pour un disque épais avec deux épisodes de formation (sous-section 4.3.2) peuvent être validés et que possiblement, le fait de fixer le halo dans les ajustements faits tout au long de cette thèse n'a pas

Article	Séparation	Paramètres obtenus		
Deason et al. (2011)	en couleur et en latitude	q : 0.6	d pour des étoiles en dessous de 27 kpc : 2.3	p : 1
Iorio et al. (2018)	RR lyrae sélectionnées en couleur	q : 0.75	d : 2.96	p : 1.27
Chen et al. (2017)	en couleur et en latitude	q : 0.65	d : 2.79	p : 1

TABLE 4.31 – Tableau présentant les caractéristiques du halo obtenues pour les articles Deason et al. (2011), Iorio et al. (2018) et Chen et al. (2017)

Paramètre Hernquist du Halo	Valeur
ρ_0	.9E-04 étoiles/ pc^3
q	0.802
R_c	5902 pc
d_{hern}	4.40

TABLE 4.32 – Paramètres initiaux du halo ajusté

impacté les résultats du disque épais. Dans le cas contraire, cet ajustement en plus de nous permettre d'obtenir un halo simulé avec le nouveau modèle et qui colle avec les observations sera un progrès pour la détermination du disque épais.

Choix d'un halo Hernquist Comme expliqué dans la partie 2.1, le halo est une population très peu dense en étoiles et avec une distribution spatiale très étendue. Or, de simple lois de puissance aboutissent à un halo beaucoup plus dense dans la zone centrale de la galaxie. L'ajout d'un rayon de cœur nous permet de réduire la densité du halo dans les zones les plus centrales de la galaxie tout en conservant une densité d'étoiles non négligeable lorsque l'on s'éloigne du centre de la galaxie. La figure 4.51 illustre la différence entre une distribution d'étoiles en loi de puissance et une distribution d'étoiles sans rayon de cœur.

Paramètres initiaux du halo Ce halo sera simulé initialement suivant une distribution Hernquist avec les propriétés listées tableau 4.32. Il possédera une métallicité moyenne de -1.2 dex et une dispersion de 0.5 dex. Son abondance en éléments alpha moyenne sera de 0.3 dex. Son taux de formation stellaire dans les simulations initiales sera constant et ses étoiles auront entre 12 et 14 milliards d'années.

IMF Tout comme le disque épais, le halo a été simulé en considérant que son IMF était celle du disque mince (tableau 3.3) or, si l'on considère que le disque épais possède une IMF différente de celle du

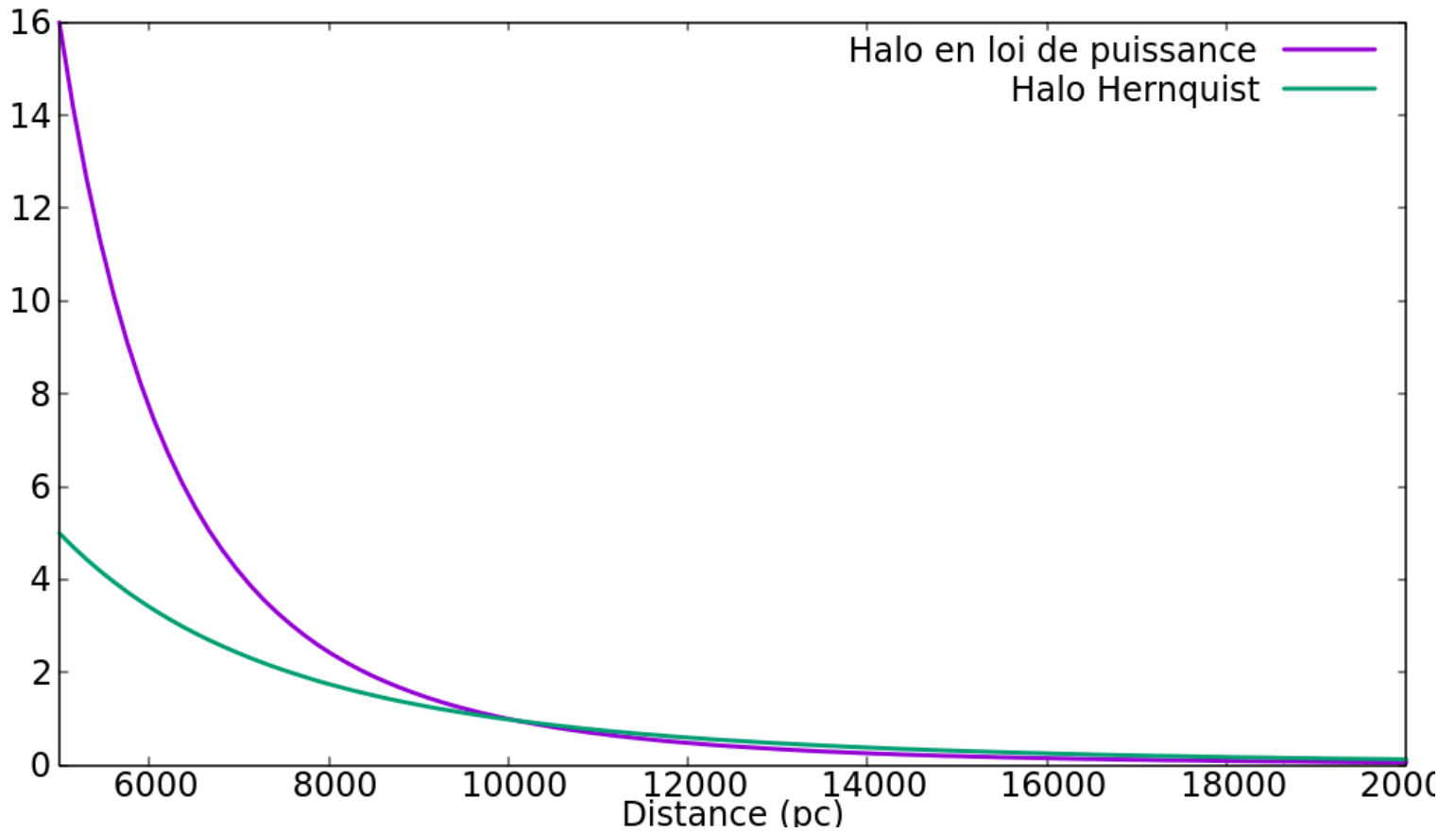


FIGURE 4.51 – Loi de densité en étoiles en fonction de la distance au centre galactique pour un halo en loi de puissance (en mauve) et un halo Hernquist (en vert) avec un rayon de cœur de 5 kpc. Les deux halos ont un exposant d et d_{hern} qui vaut 4. Une normalisation a été effectuée de sorte que la densité en étoiles du halo pour des distances de plus de 10 kpc soient proches.

disque mince, c'est probablement aussi le cas pour le halo. Les tentatives d'ajustements de l'IMF du disque épais en considérant celle-ci comme étant un paramètre libre n'ayant pas aboutis, l'IMF du halo sera elle aussi fixée comme étant celle de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (choisie car les propriétés des étoiles du halo sont plus proches de celles du disque épais que de celles du disque mince ce qui permet de supposer que c'est aussi le cas pour l'IMF). Du fait de la modification de cette IMF, un correctif sera appliqué à Kh_0 le facteur de densité du halo pour une distribution gaussienne. Cette densité sera multipliée par 0.89.

Des ajustements ont été effectués en considérant un disque épais avec deux épisodes de formation avec une distribution en âge gaussienne, et un halo qui possède lui aussi une distribution en âge gaussienne. Pour éviter de retrouver pour le disque épais la population la plus pauvre en métaux plus jeunes que la population la plus riche en métaux, les ajustements des deux disques épais partiront des paramètres obtenus lors des ajustements du disque épais gaussien avec deux épisodes de formation (sous section 4.3.2). Les densités relatives par tranches d'âge du disque mince étant inchangées par les ajustements du disque épais gaussien simple, ceux-ci seront fixés afin de réduire le nombre de paramètres à ajuster. Sur les 10 MCMC lancés seuls 5 convergent.

Les résultats de ces ajustements sont compliqués. Si d'un côté il semble possible d'obtenir une convergence pour les paramètres de densité du halo, cela ne semble pas être le cas pour sa distribution en âge.

Paramètre Hern- quist du Halo	Valeurs obtenues après les ajustements	Résultats de Robin et al. (2014)
q	entre 0.90 et 0.94	0.774
R_c (pc)	entre 6540 et 7160	2136
d_{hern}	entre 4.44 et 4.52	2.76

TABLE 4.33 – Paramètres du halo utilisés dans les ajustements précédents

Celle ci est en effet fortement variable d'un ajustement à l'autre. Le tableau 4.34 résume ces différences. On remarque que même la densité relative du halo est assez variable. On a une valeur comprise entre 1.34 et 3.02. La valeur de la densité relative du halo dans les simulations initiales est de 2. Cette différence de distribution joue peu sur le Lr (voir tableau 4.34) ce qui est normal, les histogrammes de couleurs des simulations du halo variant très peu (figure 4.52)

Valeurs retenues Contrairement aux ajustements précédents, les histogrammes des différents paramètres ajustés ne semblent pas converger vers une valeur en particulier. De plus, contrairement aux résultats pour la distribution en âge du disque épais 1 pour les ajustements du disque épais avec deux épisodes de formation gaussien, il n'existe pas de très fortes corrélations/anticorrélations entre les différents paramètres. Les valeurs données dans les tableaux seront donc des encadrements des différentes valeurs obtenues dont les bornes seront déterminées par la position d'un pic de distribution (même relativement petit).

Paramètre d'âge du Halo	Valeur pour l'ajustement 1	Valeur pour l'ajustement 2	Valeur pour l'ajustement 3	Valeur pour l'ajustement 4	Valeur pour l'ajustement 5
Kh_0	4.21 ± 0.03	4.98 ± 0.07	2.82 ± 0.02	2.80 ± 0.02	4.82 ± 0.04
σ_h	1.25 ± 0.02	2.15 ± 0.03	0.72 ± 0.03	0.71 ± 0.01	0.73 ± 0.02
$\mathcal{T}h_0$ (10^9 ans)	12.28 ± 0.01	13.15 ± 0.02	12.51 ± 0.03	12.59 ± 0.01	12.48 ± 0.01
Somme des densité relatives	1.75	1.34	1.81	1.86	3.02
Lr	-40140	-40170	-40120	-40120	-40110

TABLE 4.34 – Distributions en âge du halo pour les différents ajustements obtenus. Le Lr de ces différents ajustements est donné à la dizaine près.

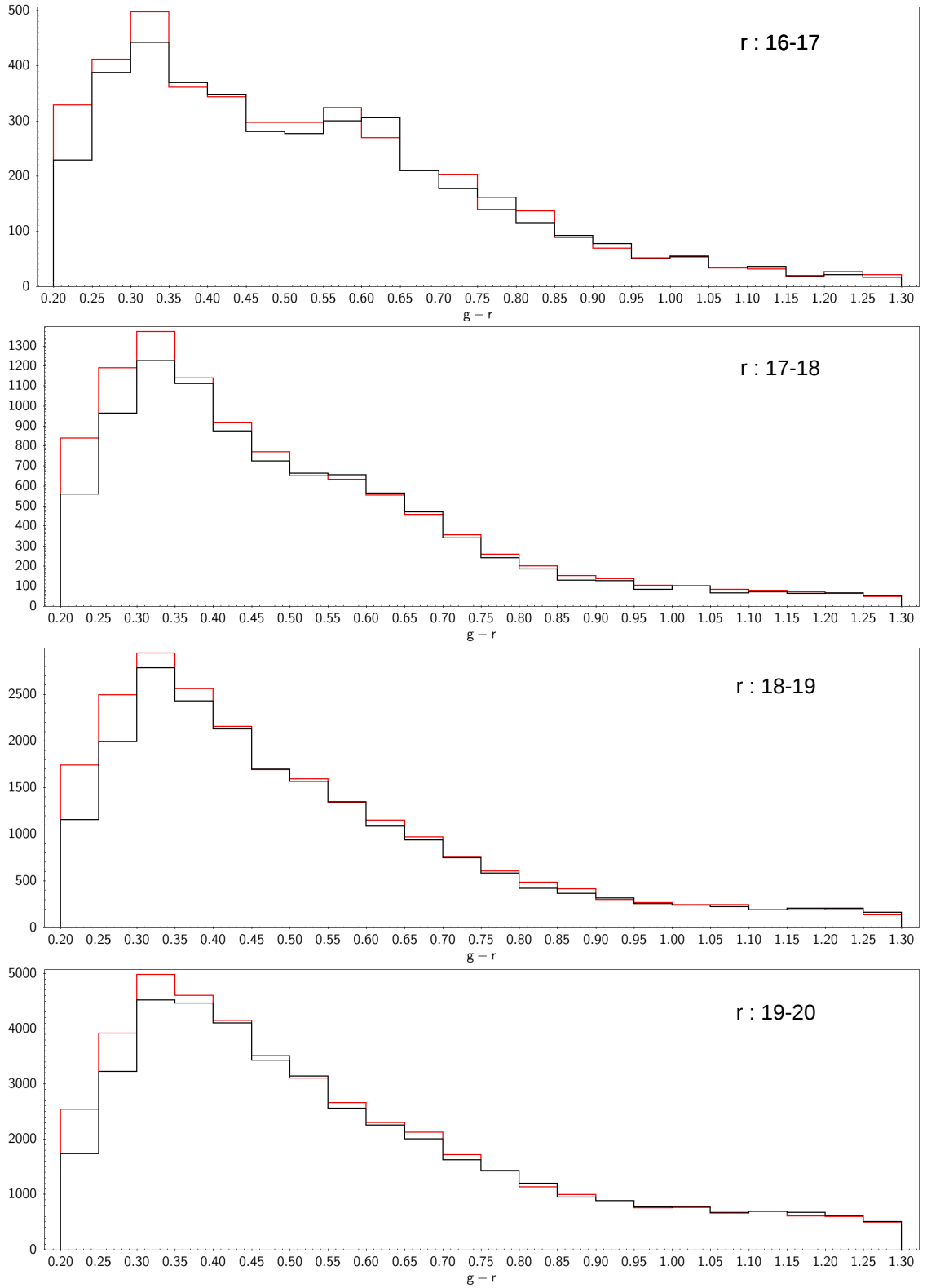


FIGURE 4.52 – Histogrammes en $g-r$ pour le halo des simulations SDSS en fonction de l'âge. Les magnitudes r sont de haut en bas [16;17], [17;18], [18;19] et [19;20]. En rouge, ce sont les étoiles du halo entre 12 et 12.5 milliards d'années et en noir les étoiles entre 13.5 et 14 milliards d'années.

Le disque épais 1 reste globalement inchangé par rapport à celui obtenu pour les ajustements du disque épais avec deux épisodes de formation gaussien, bien que l'on peut remarquer que les corrélations des paramètres régissant sa distribution en âge sont beaucoup moins fortes.

Le disque 2 quand à lui voit sa distribution changer plus radicalement. Si son échelle de hauteur reste la même, son échelle de longueur est augmentée d'environ 10 % et l'âge médian et la somme des densités relatives de la distribution en âge diminuent respectivement de 0.6 milliards d'années et de 20 %. Ces changements n'empêchent pas le disque épais 2 d'être toujours moins long, plus haut et plus vieux que le disque épais 1. Paramètres qui font toujours penser à un scénario de formation intérieure-extérieure.

Paramètre	Valeur pour le disque épais 1 en ajustant le halo	Valeur pour le disque épais 2 en ajustant le halo	Valeur pour le disque épais 1 présenté sous section 4.3.2	Valeur pour le disque épais 2 présenté sous section 4.3.2
Echelle de longueur (pc)	entre 3240 et 3350	entre 2720 et 2840	3299.70	2525.71
Echelle de hauteur (pc)	498.41	entre 880 et 905	514.25	922.75

TABLE 4.35 – Paramètres du disque épais avec deux épisodes de formation obtenus en ajustant le halo comparés à ceux obtenus sans ajuster le halo.

Paramètre d'âge du disque épais 1 en ajustant le halo	Valeur	Paramètre d'âge du disque épais 2 en ajustant le halo	Valeur	Paramètre d'âge du disque épais 1 présenté sous section 4.3.2	Valeur	Paramètre d'âge du disque épais 2 présenté sous section 4.3.2	Valeur
$K2_0$	entre 2.9 et 3.3	$K3_0$	entre 0.32 et 0.36	$K2_0$	entre 2.9 et 3.8	$K3_0$	0.63
σ_2	entre 1.9 et 2.2	σ_3	0.48 et 0.54	σ_2	entre 2. et 2.8	σ_3	0.63
$T2_0$ (10^9 ans)	entre 7.3 et 7.8	$T3_0$ (10^9 ans)	12.36	$T2_0$ (10^9 ans)	entre 7.2 et 8.0	$T3_0$ (10^9 ans)	12.92
Somme des densités relatives	3.01		0.41		3.01		0.48

TABLE 4.36 – Distributions en âge du disque épais avec deux épisodes de formation avec ajustement du halo comparés à ceux obtenus sans ajuster le halo.

Histogrammes Les modifications apportées par les ajustements prenant en compte le halo n'ont d'impact que dans les champs SDSS. Si dans l'ensemble, les champs des magnitudes r supérieures à 18, les histogrammes pour les premiers intervalles de magnitude r (entre 16 et 18 mag) sont améliorés (figure 4.53). En particulier le déficit d'étoiles pour $g-r$ entre 0.2 et 0.8, r entre 17 et 18 mag pour SDSS est atténué.

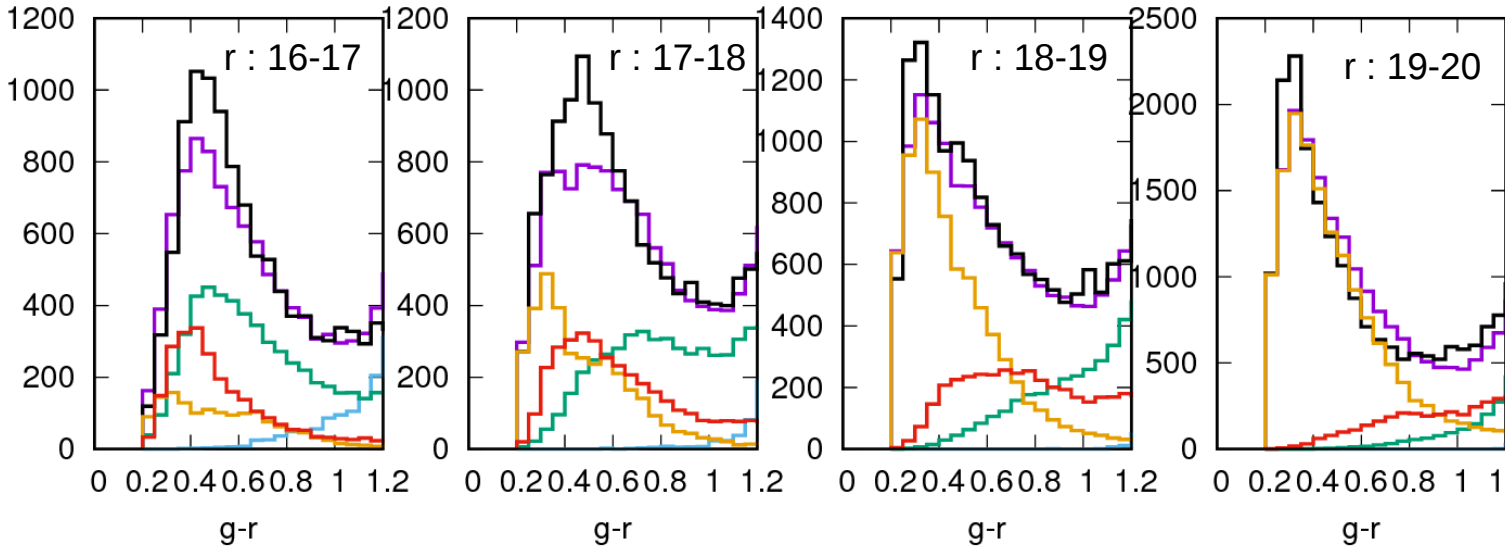


FIGURE 4.53 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3. Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange

Corrélations De part la forte variabilité des différents paramètres après ajustement, les coefficients de Pearson ne sont pas utilisables (on a par exemple pour les relations entre l'échelle de hauteur du disque épais 1 et $K2_0$ un coefficient de Pearson qui varie entre -0.09 et -0.64). De fait, les études des relations entre les différents paramètres ajustés ne se feront qu'à l'aide des diagrammes triangles (figures 4.54 et 4.55). On remarque que des corrélations et anticorrélations existent entre l'aplatissement (q), le rayon de cœur du halo (R_c) et les échelles de hauteur et de longueur du disque épais 2 (hh_2 et hl_2) mais qu'aucune corrélation ne semble être observée pour l'exposant du halo (d). Cette observation est importante car elle semble indiquer que cet exposant n'est pas contraint par les paramètres du disque épais 2 ce qui pourrait indiquer que d_{hern} est plus contraint par les étoiles les moins lumineuses (intervalles où le disque épais 2 contribue moins). Pour ce qui est des autres paramètres, on retrouve comme pour le disque épais avec deux épisodes de formation gaussien une anticorrélation entre le paramètre $K3_0$ et les échelles de hauteur des deux disques épais tout comme les corrélations et anticorrélations des différents paramètres décrivant le distribution en âge des deux disques épais (même si celles ci sont beaucoup moins prononcées pour le disque épais 1).

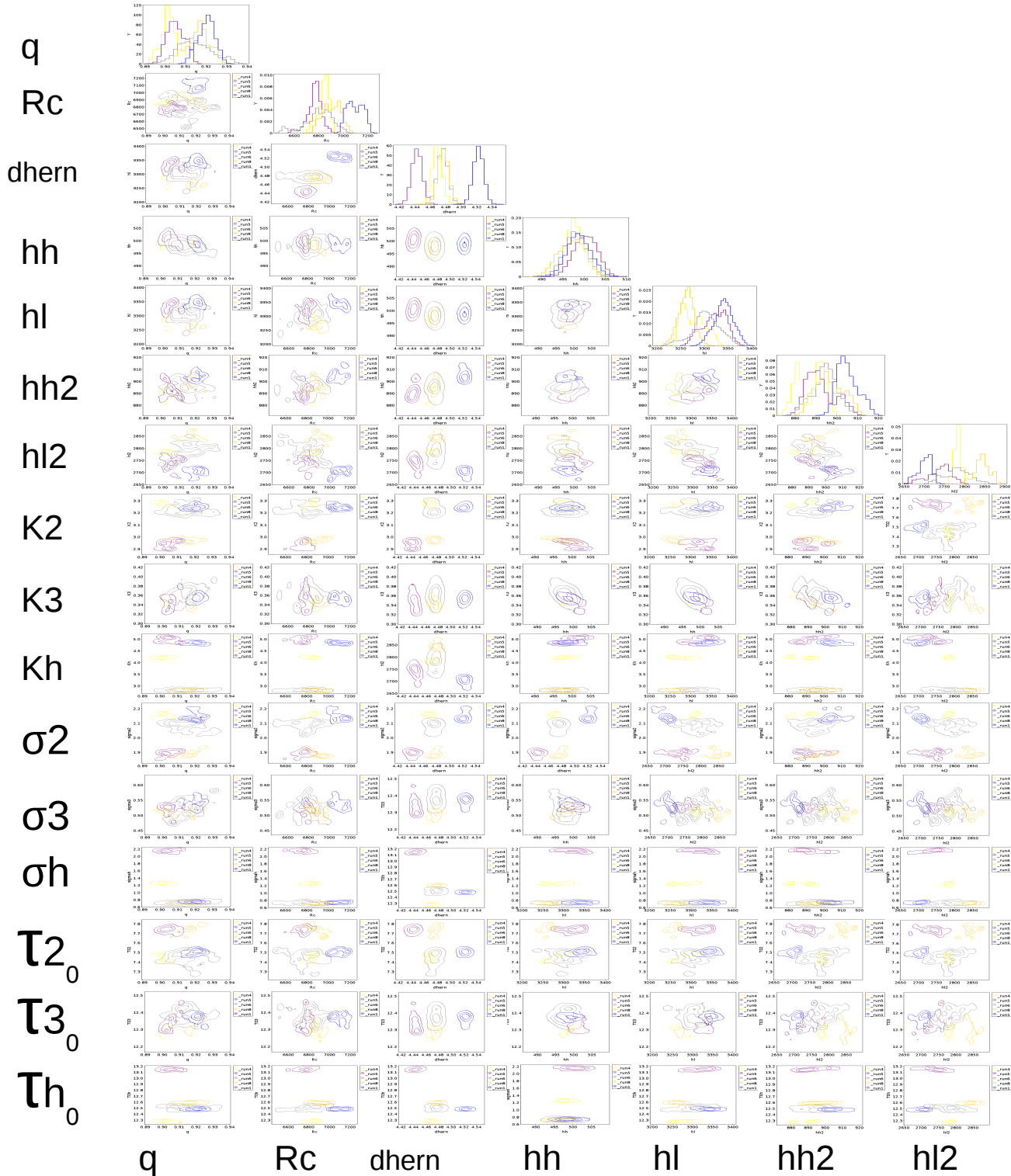


FIGURE 4.54 – Première partie des corrélations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour les ajustements avec le halo. Avec q l’aplatissement du halo, R_c (pc) son rayon de cœur, d_{hern} son exposant, hh (pc) et hl (pc) les échelles de hauteur et de longueur du disque épais 1, $hh2$ (pc) et $hl2$ (pc) les échelles de hauteur et de longueur du disque épais 2, $K2$, σ_2 et $\mathcal{T}_{20}$ (milliards d’années) les paramètres décrivant la distribution en âge du disque épais 1 décrite page 102, $K3$, σ_3 et $\mathcal{T}_{30}$ (milliards d’années) les mêmes paramètres pour le disque épais 2 et Kh , σ_h et $\mathcal{T}_{h0}$ (milliards d’années) pour le halo

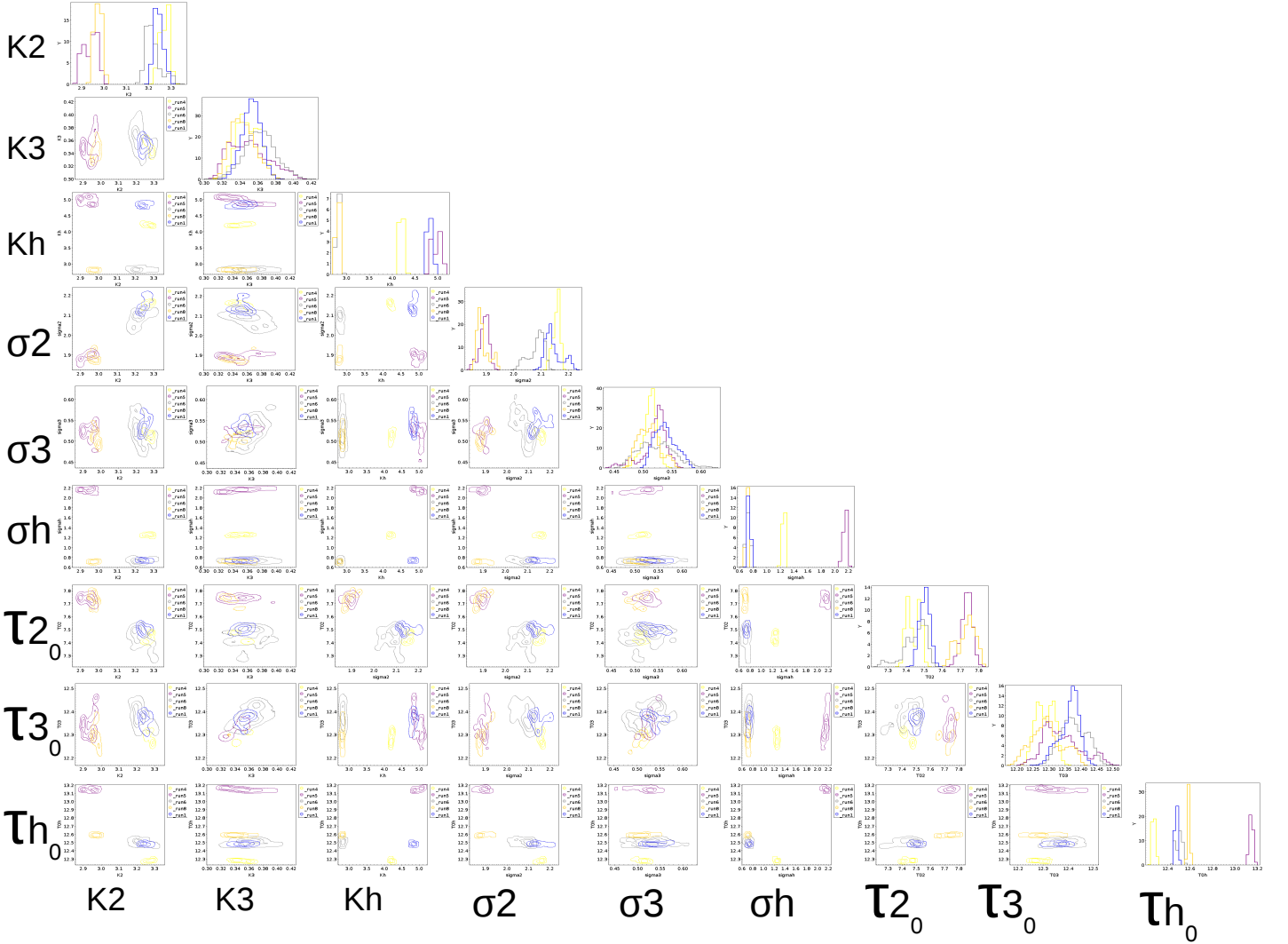


FIGURE 4.55 – Deuxième partie des corrélations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour les ajustements avec le halo. Avec $K2$, σ_2 et τ_{20} (milliards d’années) les paramètres décrivant la distribution en âge du disque épais 1 décrite page 102, $K3$, σ_3 et τ_{30} (milliards d’années) les mêmes paramètres pour le disque épais 2 et Kh , σ_h et τ_{h0} (milliards d’années) pour le halo

4.3.4 Conclusions

Les ajustements présentés ici sont les ajustements qui reproduisent le mieux les observations de ma thèse. Le disque épais simple gaussien permet de montrer qu’il est possible de reproduire les mêmes résultats que celui obtenu pour une distribution en âge qui n’est plus composée de densités relatives par tranches d’âges indépendantes tout en conservant des échelles de longueur et largeur ainsi que des histogrammes (voir figures 4.56, 4.57 et 4.58) très proches. Ces distributions en âge bien que différentes de celles obtenues avec des densités relatives par tranche d’âge indépendantes gardent cependant un ratio assez important (66 %) d’étoiles qui se forment en même temps que le disque mince simulé.

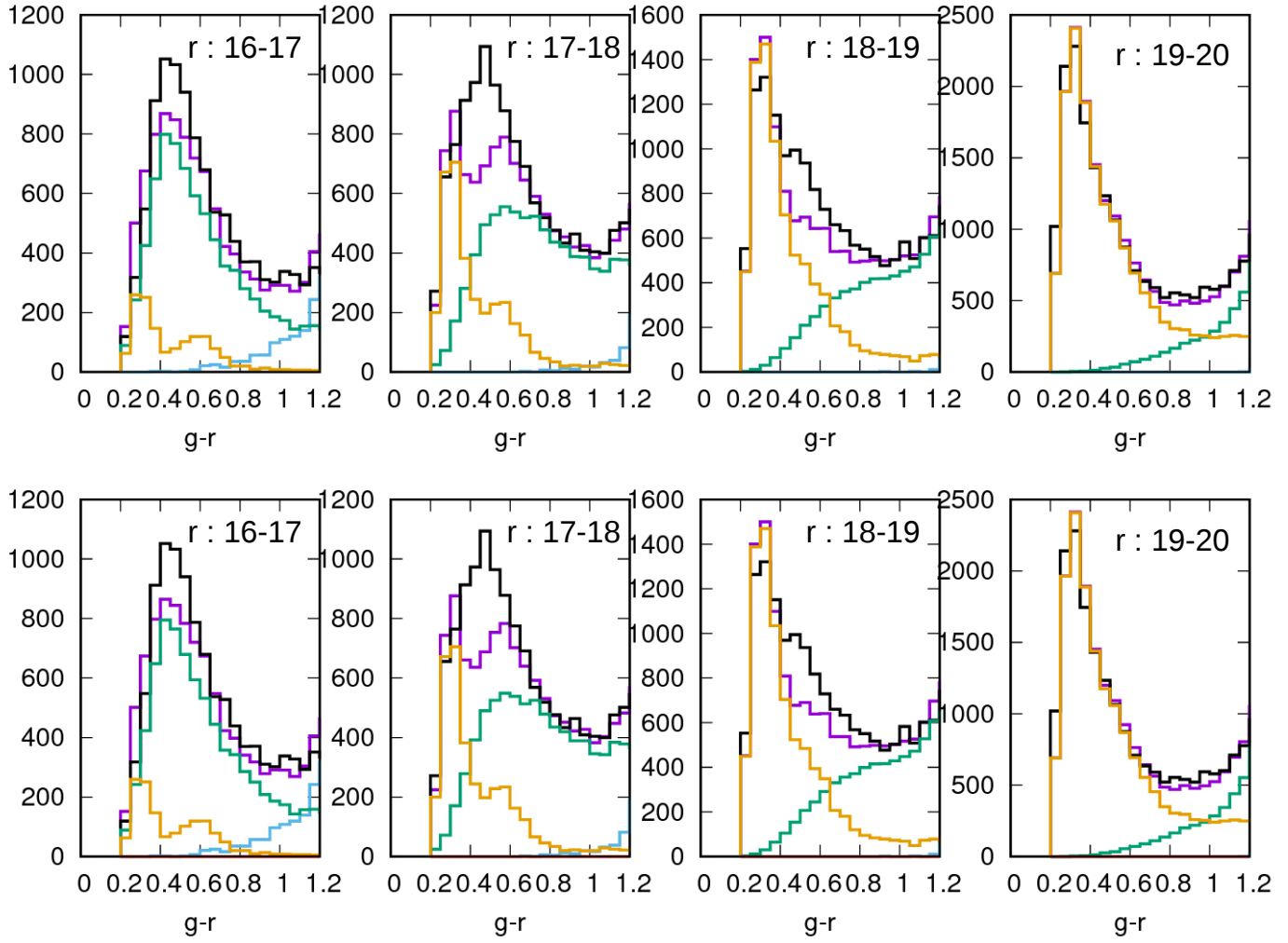
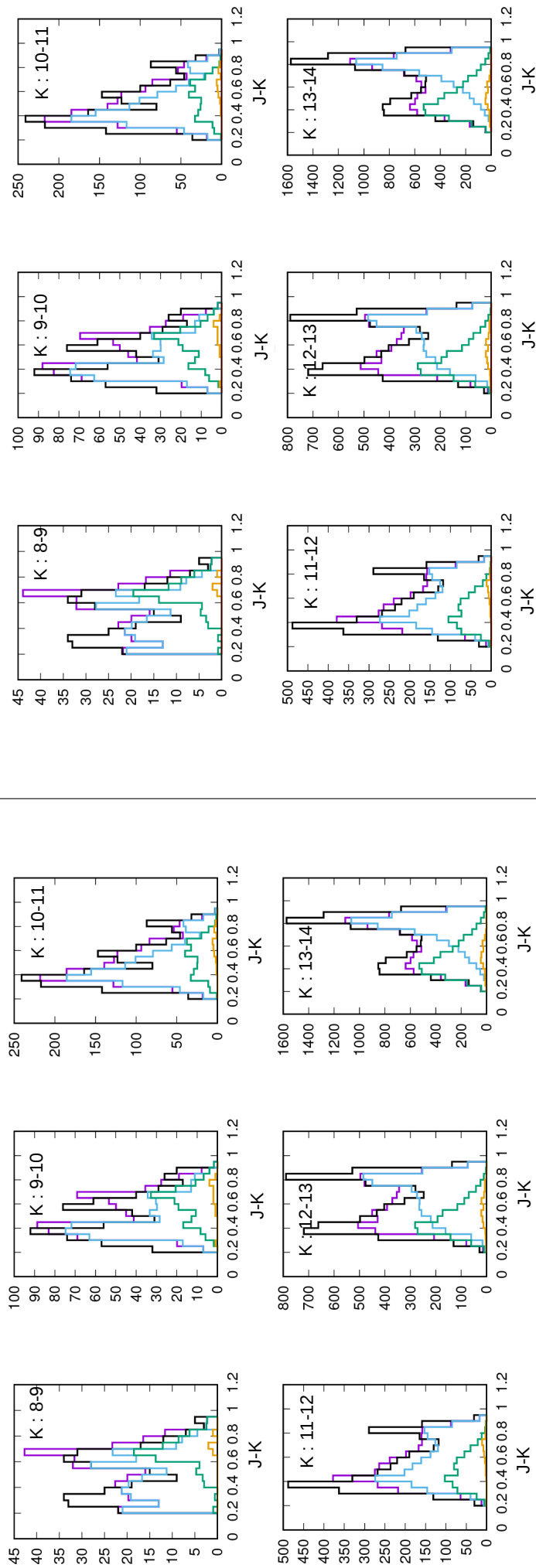


FIGURE 4.56 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3 de SDSS pour les ajustements du disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) et des âges étendus (en haut présenté sous-section 4.2.5) et du disque épais avec une distribution en âge gaussienne (en bas présenté sous-section 4.3.1). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .



ts avec une distribution en âge gaussienne

FIGURE 4.57 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) et des âges étendus (à gauche présenté sous-section 4.2.5) et du disque épais avec une distribution en âge gaussienne (à droite présenté sous-section 4.3.1). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange .

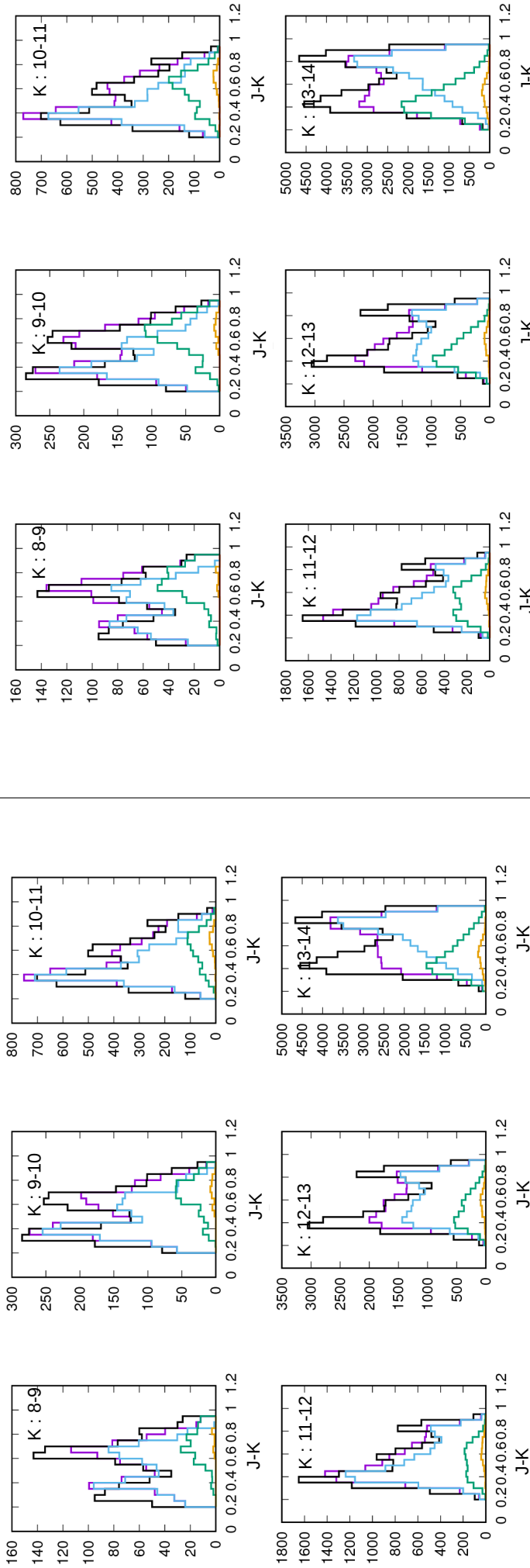


FIGURE 4.58 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre 40 et 60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) et des âges étendus (à gauche présenté sous-section 4.2.5) et du disque épais avec une distribution en âge gaussienne (à droite présenté sous-section 4.3.1). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais en vert et le halo en orange.

Le fait de passer à un disque épais avec deux épisodes de formation permet d'améliorer encore les ajustements (figures 4.59, 4.60 et 4.61). Même si ce nouveau disque épais donne des paramètres qui font penser à un scénario de formation du disque épais intérieur extérieur, le fait que le disque épais 2 n'impacte fortement que les observations SDSS peut indiquer que celui ci n'est contraint que par SDSS dont les ajustements seuls donnent une échelle de longueur plus courte que lorsque l'on ajuste le disque épais avec 2MASS et SDSS. Il est donc possible que le disque épais 2 possède une échelle de longueur plus grande que le disque épais 1.

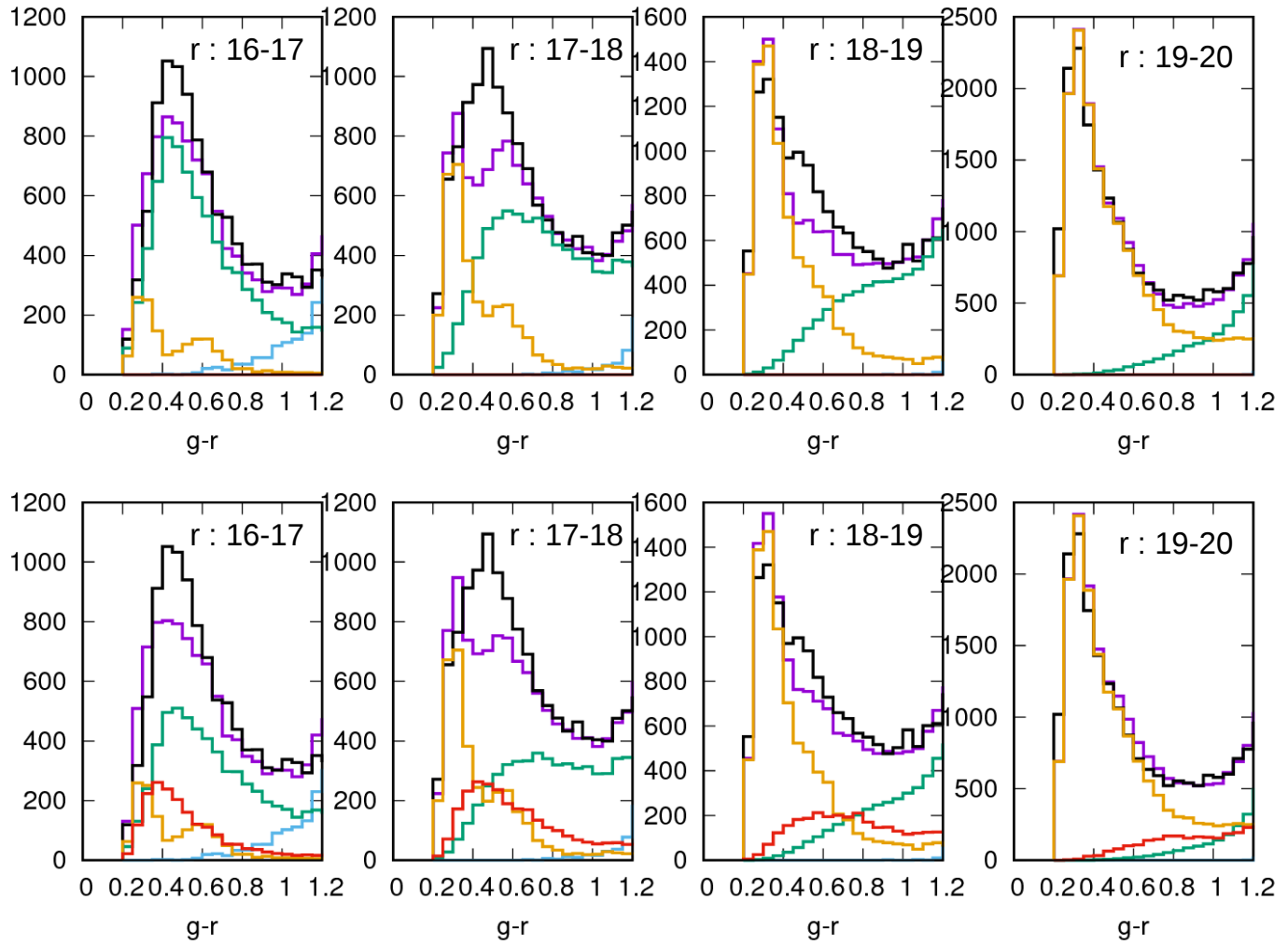
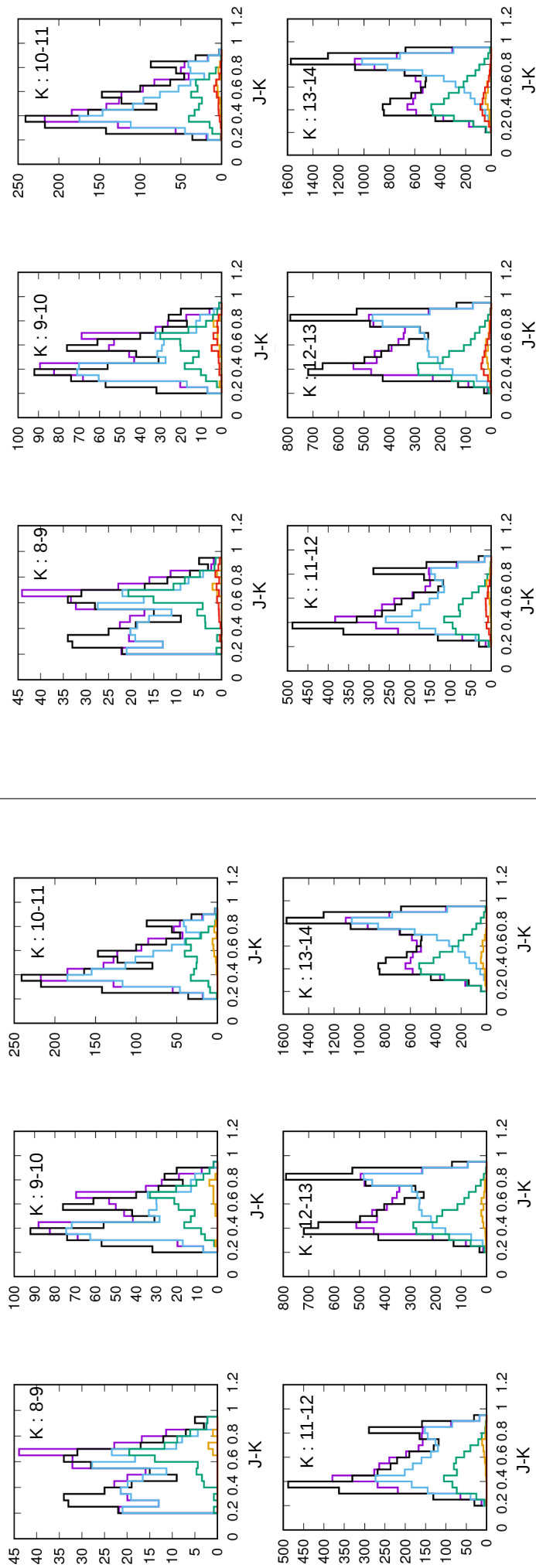


FIGURE 4.59 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3 de SDSS pour les ajustements du disque épais avec une distribution en âge gaussienne (en haut présenté sous-section 4.3.1) et du disque épais avec deux épisodes de formation (en bas présenté sous-section 4.3.2). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais 1 en vert, le disque épais 2 en rouge et le halo en orange .



ts avec une distribution en âge gaussienne

FIGURE 4.60 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre -80 et -60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais avec une distribution en âge gaussienne (à gauche présenté sous-section 4.3.1) et du disque épais avec une distribution en âge gaussienne (à droite présenté sous-section 4.3.2). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais 1 en vert, le disque épais 2 en rouge et le halo en orange .

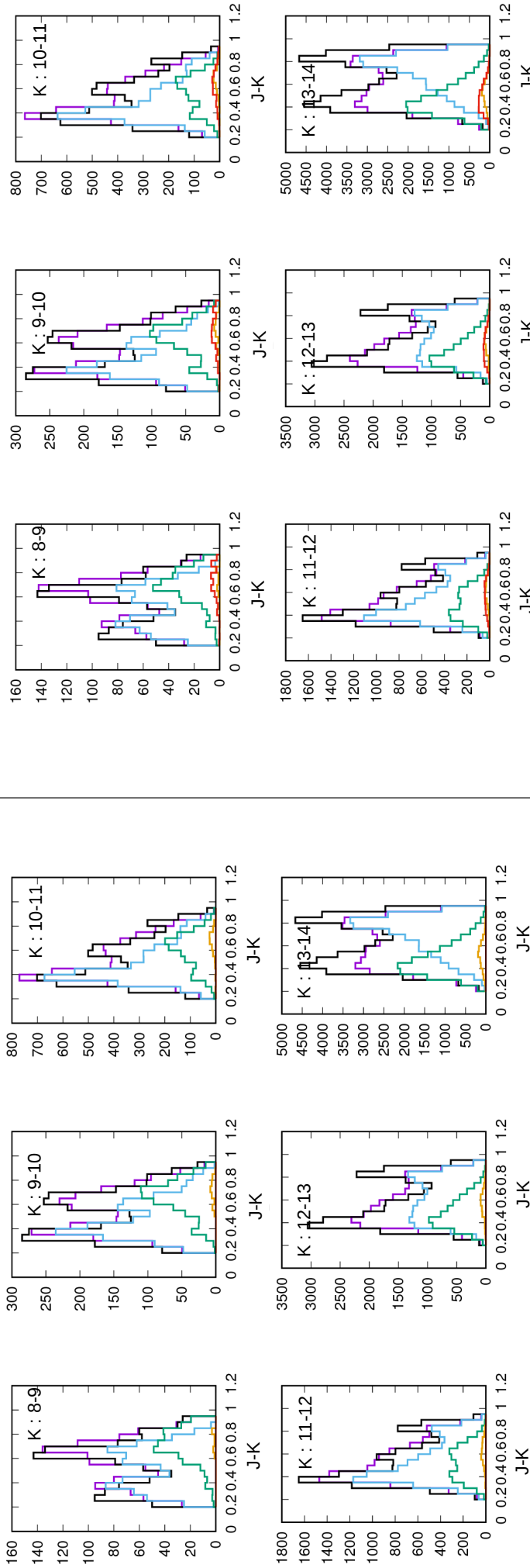


FIGURE 4.61 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour les champs 2MASS entre 40 et 60 degrés de latitude pour les ajustements du disque épais avec une distribution en âge gaussienne (à gauche présenté sous-section 4.3.1) et du disque épais avec une distribution en âge gaussienne (à droite présenté sous-section 4.3.2). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais 1 en vert, le disque épais 2 en rouge et le halo en orange .

Le rajout du halo dans les ajustements même si il n'amène pas à un résultat aussi contraint que ceux précédemment observés donne les meilleurs accords entre observations et ajustements de cette thèse (figure 4.62). Il est intéressant de remarquer que si le disque épais 2 est impacté par la modification du halo, cela ne semble pas être le cas du disque épais 1 qui reste globalement le même que celui obtenu en ajustant un disque épais avec deux épisodes de formation. Cependant, même avec ce nouveau halo, les observations ne sont toujours pas parfaitement reproduites par les ajustements.

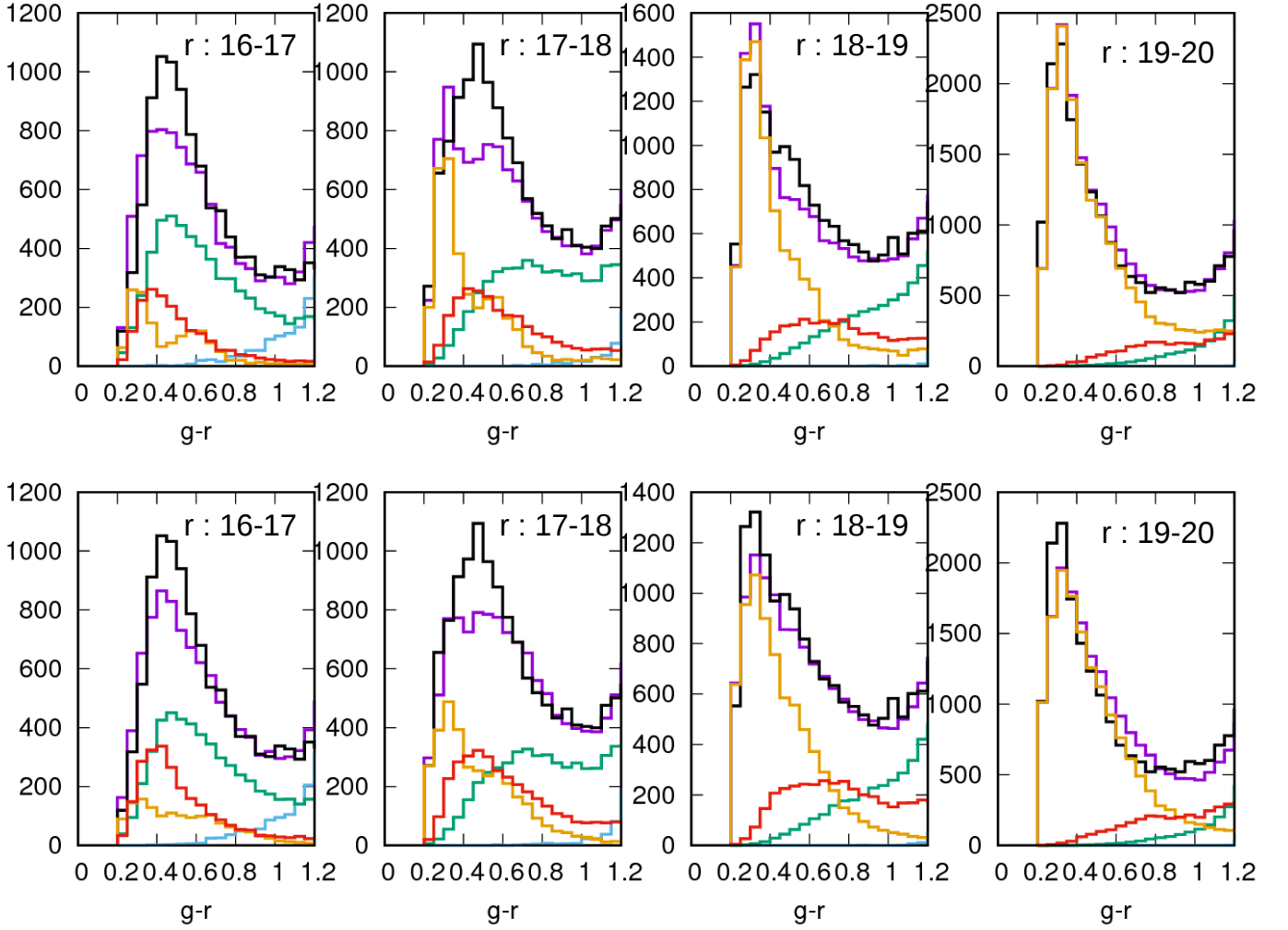


FIGURE 4.62 – Somme des histogrammes obtenus après ajustement pour le patch 3 de SDSS pour les ajustements du disque épais épais avec deux épisodes de formation (en haut présenté sous-section 4.3.2) et prenant en compte le halo (en bas présenté sous-section 4.3.3). Les observations sont en noir, les ajustements totaux sont en mauve, le disque mince est en bleu, le disque épais 1 en vert, le disque épais 2 en rouge et le halo en orange .

Partie 5

Conclusions

Si cette thèse ne peut pas donner de résultats définitifs pour le disque épais, il est tout de même possible de tirer des conclusions des différents résultats présentés. De plus, les résultats présentés dans cette thèse peuvent être approfondis de nombreuses manières.

Dans cette partie, je vais donc aborder les conclusions qui peuvent être apportées par les résultats qui ont été présentés tout au long de ce document. Puis, en me basant sur ces résultats, je vais proposer quelques pistes susceptibles d'affiner le disque épais obtenu ce qui pourrait donner des résultats qui collent mieux avec les observations.

Cette thèse a aussi permis de valider la nouvelle manière de simuler le disque épais avec les récents modèles d'évolution stellaire STAREVOL.

5.1 Impact du nouveau disque épais sur le modèle de la galaxie

Plusieurs remarques peuvent être faites vis à vis des ajustements effectués dans cette thèse. Les plus importantes sont celles qui concernent l'IMF et la distribution en âge du disque épais.

Le fait qu'il faille modifier l'IMF pour augmenter l'accord entre les ajustements et les histogrammes semble indiquer que l'IMF des différentes populations galactiques n'est pas universelle et peut varier avec celles-ci.

La distribution en âge quant à elle semble indiquer que les étoiles du disque épais continuent de se former en même temps que le disque mince. Le fait que l'on ait des étoiles qui se forment en même temps avec des métallicités, abondances en éléments alpha et IMF très différentes est une indication sur le fait que le disque mince et le disque épais se sont formés dans des régions différentes de la galaxie où l'enrichissement chimique ne s'est pas fait à la même vitesse.

Si le disque épais ajusté et le disque mince simulé reflètent la réalité, la distinction du disque épais en âge n'est plus possible. En effet, si il est possible de ne sélectionner que les étoiles du disque mince en dessous de 6 milliards d'années ou les étoiles du disque épais de plus de 10 milliards d'année, on n'aura respectivement que 42 % des étoiles du disque mince et 33 % des étoiles du disque épais. Cela veut dire que la majorité des étoiles des deux populations ne peuvent pas être distinguées par l'âge des étoiles qui les composent.

Scénarios de formations favorisés par nos résultats

Si les différentes caractéristiques du disque épais obtenues durant cette thèse reflètent la réalité, il est possible d'éliminer certains scénarios de formation du disque épais.

Tout d'abord, la distribution en âge du disque épais relativement étendue semble indiquer que la formation du disque épais s'est faite sur un temps relativement lent et exclue de ce fait tout scénario de

formation rapide de cette population.

On obtient une échelle de longueur relativement importante pour le disque épais des ajustements qui nous donnent les résultats les plus en accord avec les observations. Ce disque épais "long", si il est avéré, invaliderait les scénarios aboutissant à un disque épais court (par exemple le scénario d'accrétion chaotique de gaz présenté dans [Brook et al. \(2012\)](#)) qui sont pour l'instant les scénarios favorisés par les observations spectroscopiques ([Bovy et al. \(2016\)](#)).

Les résultats du disque épais avec deux épisodes de formation qui donnent un disque épais vieux et pauvre en métal plus haut et moins long que le disque épais jeune et plus riche en métal pourraient également être un indice pour la formation intérieure extérieure du disque épais.

5.2 Perspectives et pistes à suivre pour des recherches futures

5.2.1 IMF du disque épais

L'IMF du disque épais comme on l'a vu dans cette thèse nécessite d'être modifiée. Or, les ajustements effectués dans cette thèse ont été effectués avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#). Or, cette IMF n'est obtenue que pour les étoiles entre 0.5 et $0.9 M_{\odot}$. Une bonne partie des étoiles (figure 5.1) est donc ajustée avec une IMF dont l'intervalle de masse n'est pas celui pour lequel l'IMF a été contraint. Il pourrait être intéressant d'étudier en détails l'IMF du disque épais sur des intervalles de masse plus importants et de tester la ou les IMF ainsi obtenues.

Un même travail pourrait être fait pour l'IMF du halo fixée de manière assez arbitraire dans cette thèse.

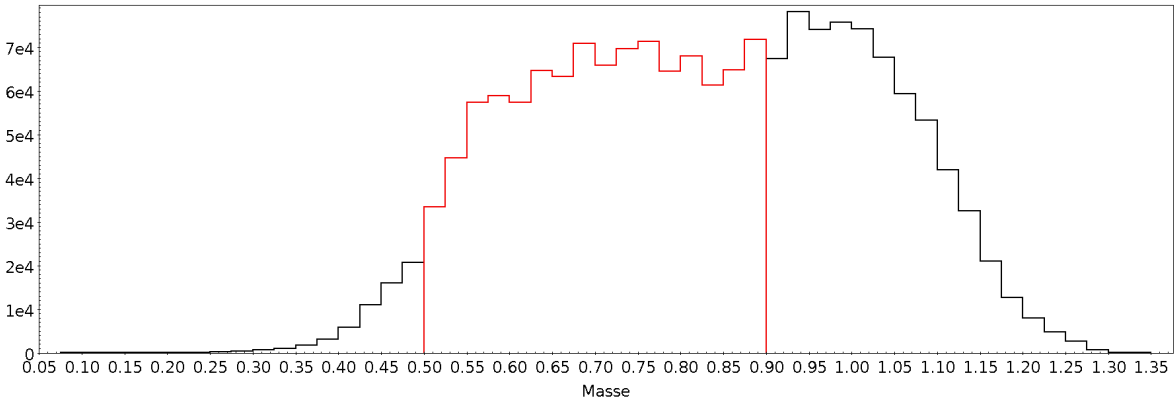


FIGURE 5.1 – Distribution en masse des étoiles du disque épais dans les simulations pour une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#). L'intervalle de masse en rouge est l'intervalle de masse sur lequel l'IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) est contrainte.

5.2.2 Disque mince

Les ajustements effectués dans cette thèse portaient essentiellement sur le disque épais. Le disque mince était également en partie ajusté mais uniquement avec les paramètres de densité relative en fonction de l'âge. Il pourrait être intéressant de tester différents disques minces et de regarder l'impact qu'ils

pourraient avoir sur les histogrammes obtenus après ajustement ainsi que les éventuels changements du disque épais causés par des disques minces différents.

5.2.3 Métallicité

La majorité des ajustements présentés pendant ma thèse ont considéré que le disque épais possédait une métallicité moyenne de -0.5 dex. Cette valeur est fixée comme étant celle qui est la plus vue dans la littérature mais les mesures de métallicité peuvent être sujettes à des décalages systématiques. De plus les ajustements avec une relation âge métallicité nous ont prouvé qu'il était possible d'avoir une métallicité moyenne de -0.5 dex pour une distribution en âge des étoiles du disque épais assez différente. Pour ces raisons, il pourrait être intéressant d'essayer de contraindre la distribution en métallicité du disque épais sur le même principe que l'âge du disque épais pour les ajustements du disque épais gaussien. On aurait une distribution en métallicité monotone sur laquelle serait ajustée une distribution gaussienne. L'augmentation des grands relevés spectroscopiques à venir (e.g. 4MOST [De Jong \(2013\)](#)) peut également mener à une étude plus poussée du disque épais et de sa composition chimique.

5.2.4 Observations

Les résultats présentés dans cette thèse ont montré que le choix des champs utilisés pour les ajustements pouvait fortement influencer les résultats obtenus. Or, certaines zones de la Galaxie ont été peu/pas couvertes par les champs choisis pour ces ajustements. Il pourrait être intéressant de regarder l'impact qu'aurait l'ajout de champs des deux grands relevés déjà utilisés ou d'autres grands relevés sur les paramètres obtenus après les ajustements. Ces champs pourraient aussi nous aider à mieux contraindre le halo.

5.2.5 Extinction

Tous les ajustements présentés dans cette thèse ont considéré que l'extinction appliquée aux étoiles était une extinction qui suivait une loi exponentielle mathématique et qui était la même pour toutes les directions du ciel. Ce qui est une très forte simplification. Il pourrait être intéressant d'essayer des ajustements avec une distribution d'extinction plus réaliste.

5.2.6 Forme du disque épais

Les ajustements effectués pendant cette thèse ont été faits avec un disque épais dont la distribution était en sécante carrée. D'autres fonctions de distributions pourraient être testées. Qu'elles soient simples (ex. : loi de distribution en double exponentielle) ou plus complexes.

5.2.7 Ajout d'autres grands relevés

Comme il a été abordé dans cette thèse, les résultats des différents ajustements sont très dépendants des données utilisées pour faire ces ajustements (sous section 4.2.4). Pour ces raisons, rajouter des grands relevés pourrait nous aider à mieux contraindre la distribution du disque épais. En particulier, l'utilisation de la DR2 de Gaia ([Gaia Collaboration \(2018\)](#)) nous donne accès à des observations sur tout le ciel, assez précises et quasi complètes jusqu'à une magnitude G (330–1050 nm) de 18 ([Arenou et al. \(2018\)](#)). On se retrouverait donc avec des observations d'étoiles plus profondes que 2MASS et couvrant plus de surface que SDSS. La DR2 pourrait donc mieux nous aider à contraindre le disque épais, en particulier dans l'hémisphère sud où les observations Gaia pourraient combler le manque d'observations SDSS.

Annexe

Corrélation

Cette section liste les différents diagrammes triangles (relations entre différents paramètres) et les histogrammes obtenus après convergence pour les différents ajustements présentés dans cette thèse.

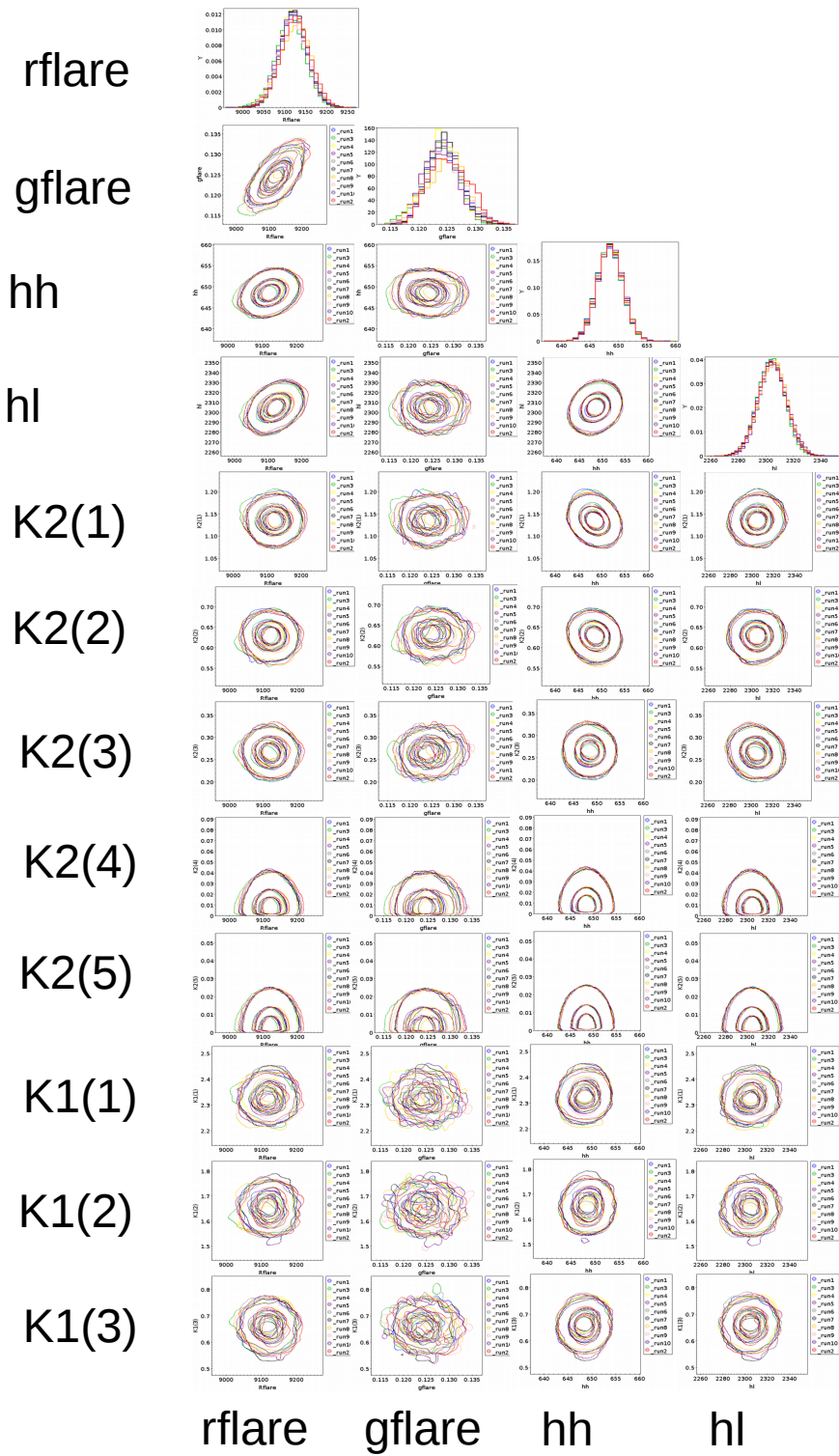


FIGURE 1 – Première partie des relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour le disque épais simple (4.1.1 page 45). Avec Rflare (pc), le rayon de l'évasement, gflare (pc/kpc) la pente de l'évasement, hh (pc) et hl (pc) les échelles de hauteur et de longueur, K1(i) et K2(i) les différentes densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentées page 46

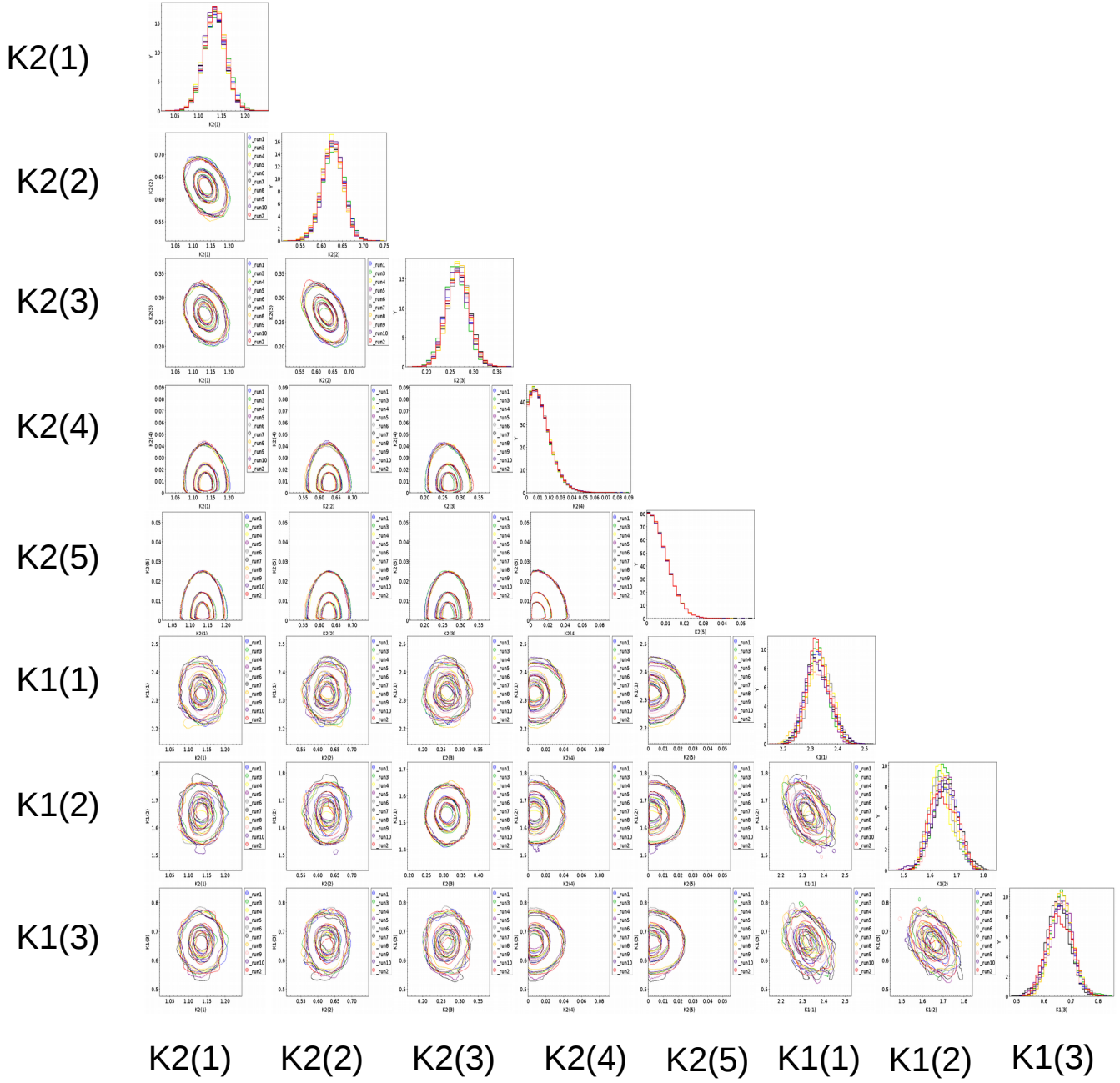
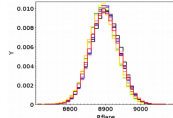
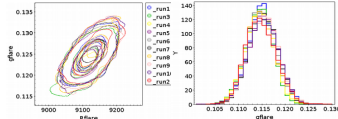


FIGURE 2 – Deuxième partie des relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour le disque épais simple (4.1.1 page 45). Avec K1(i) et K2(i) les différentes densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d’âges présentés page 46

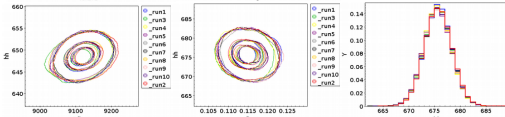
rflare



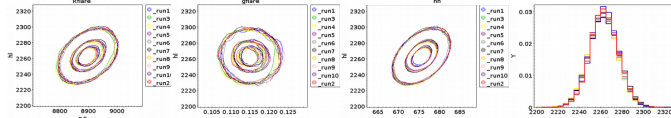
gflare



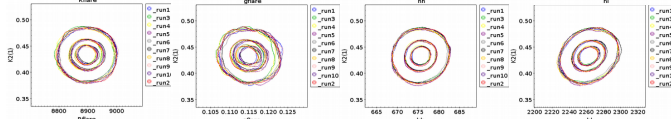
hh



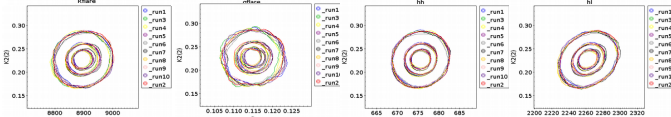
hl



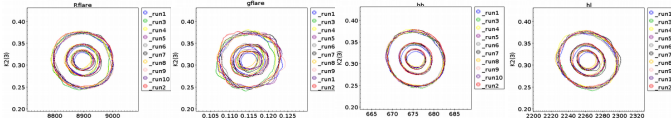
K2(1)



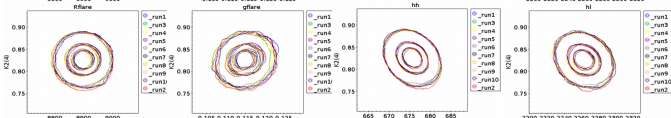
K2(2)



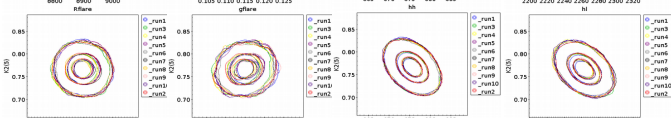
K2(3)



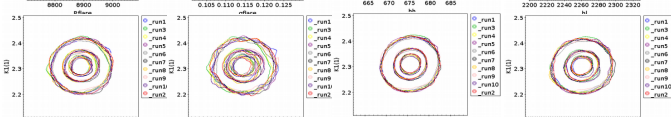
K2(4)



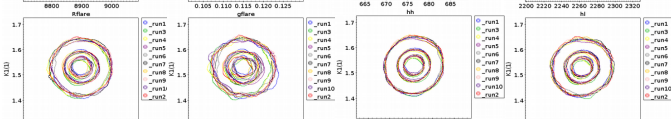
K2(5)



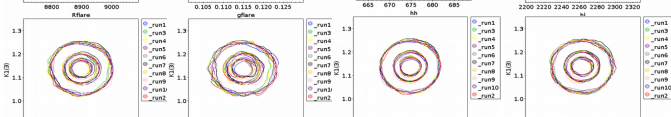
K1(1)



K1(2)



K1(3)



rflare

gflare

hh

hl

FIGURE 3 – Première partie des relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour le disque épais avec une relation âge métallicité (4.1.2 page 52). Avec Rflare (pc), le rayon de l'évasement, gflare (pc/kpc) la pente de l'évasement, hh (pc) et hl (pc) les échelles de hauteur et de longueur, K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentés page 46

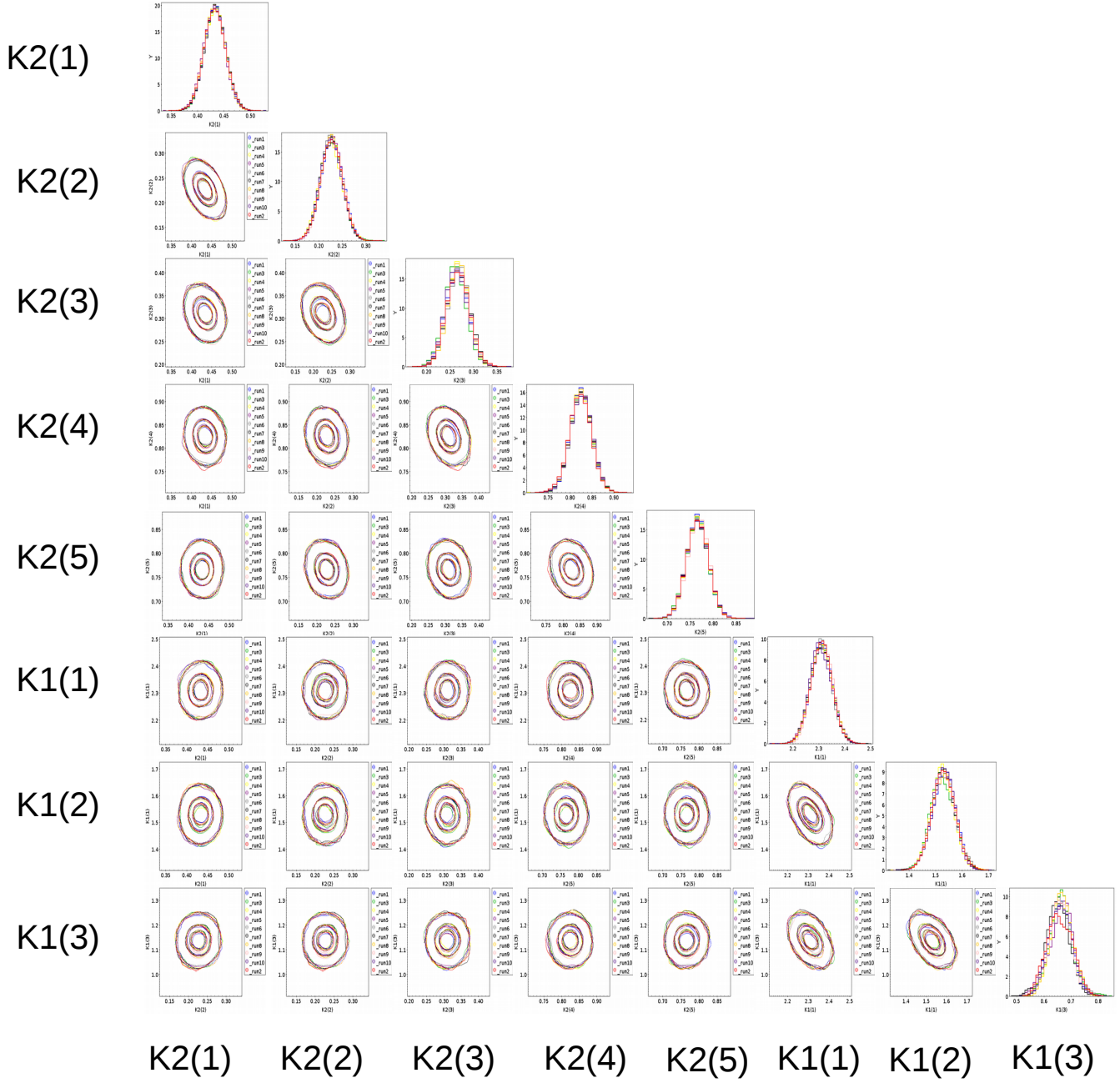


FIGURE 4 – Deuxième partie des relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour le disque épais avec une relation âge métallicité (4.1.2 page 52. Avec K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentés page 46

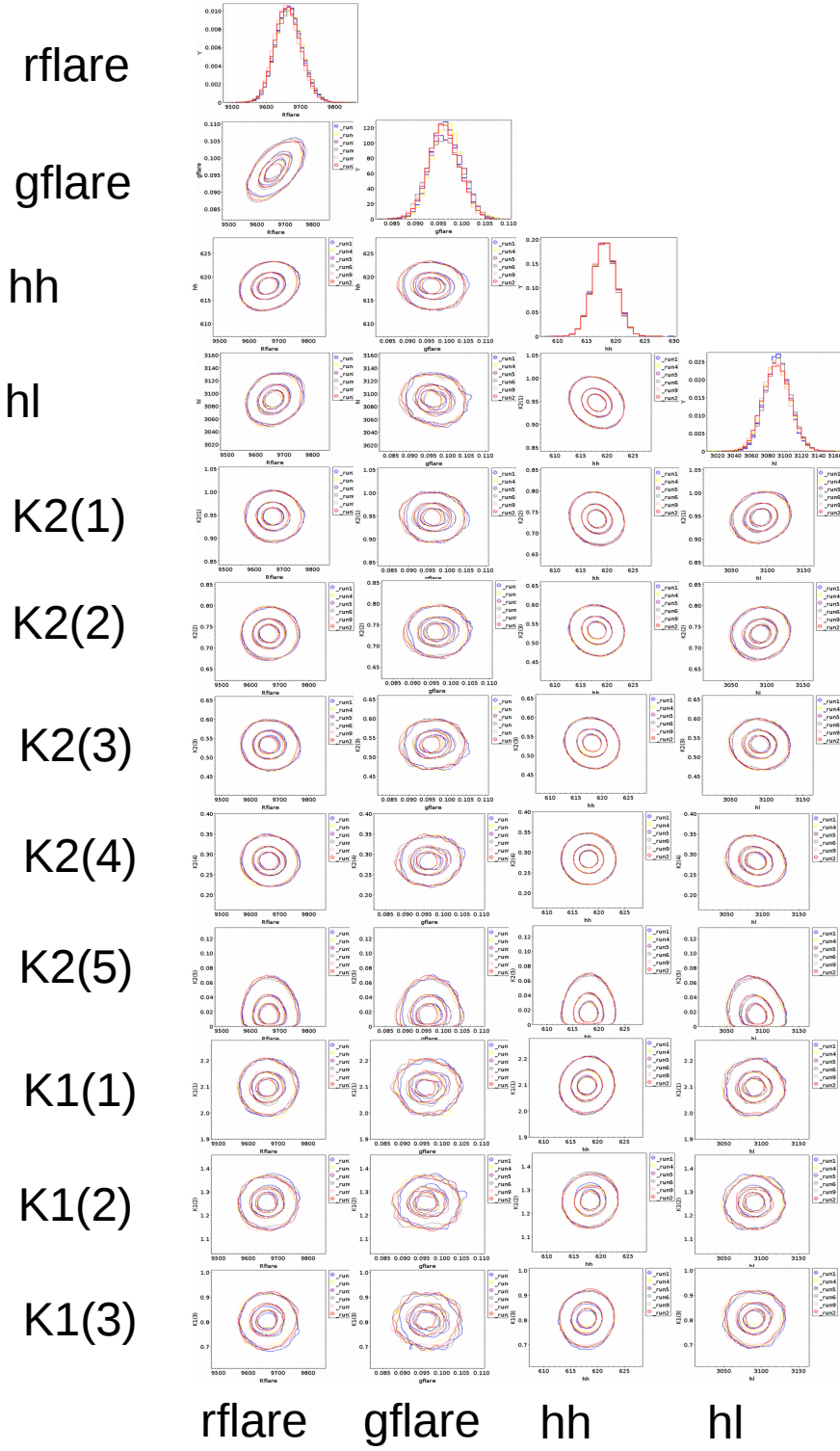


FIGURE 5 – Première partie des relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour le disque épais avec une IMF de **Reylé & Robin (2001)** (4.2.3 page 71). Avec R_{flare} (pc), le rayon de l'évasement, g_{flare} (pc/kpc) la pente de l'évasement, h_h (pc) et h_l (pc) les échelles de hauteur et de longueur, $K1(i)$ et $K2(i)$ les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentées page 46

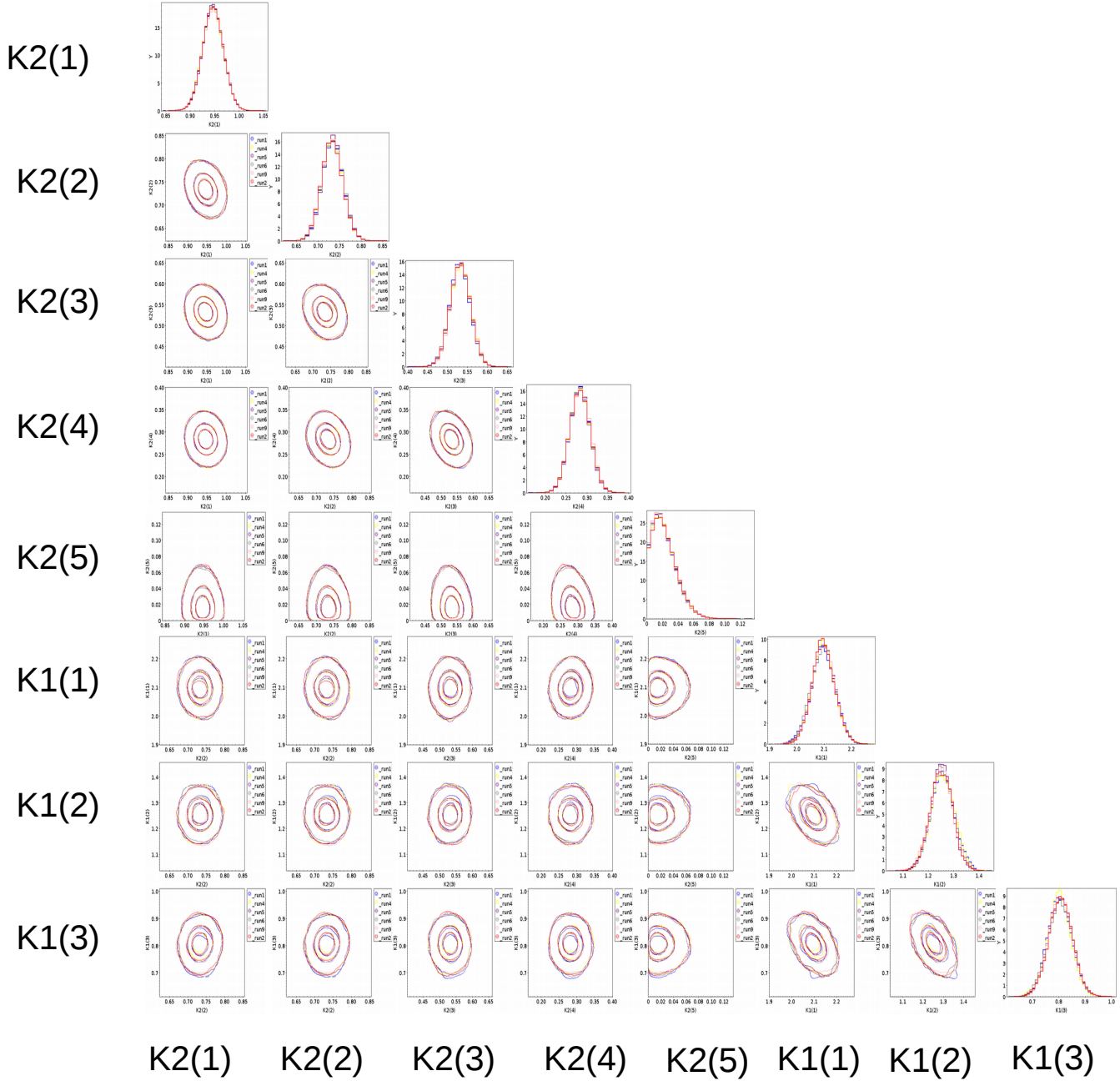
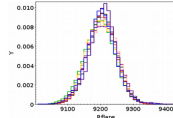
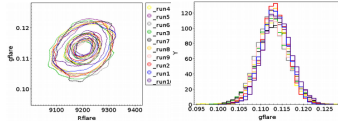


FIGURE 6 – Deuxième partie des relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour le disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (4.2.3 page 71). Avec K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentés page 46

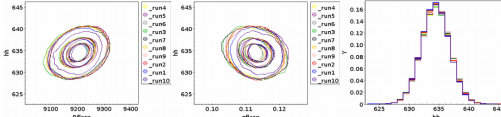
rflare



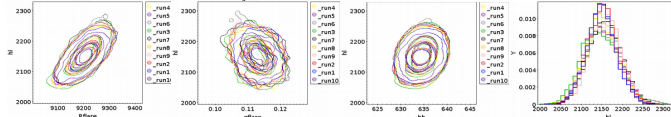
gflare



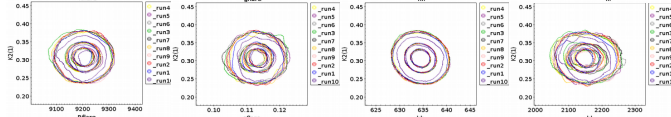
hh



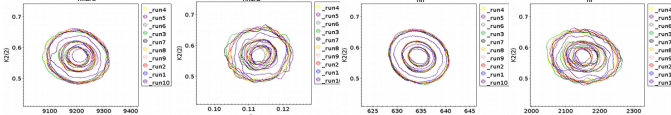
hl



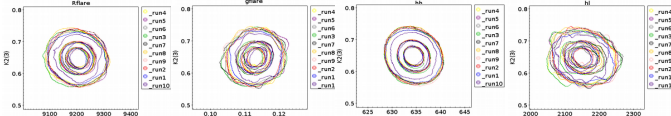
K2(1)



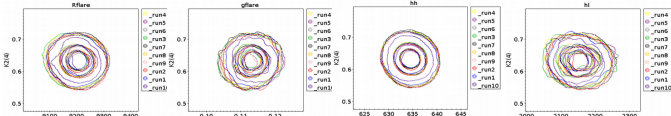
K2(2)



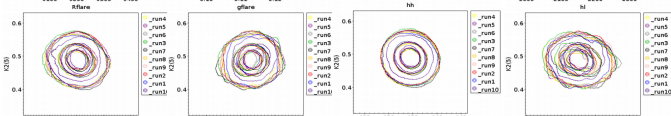
K2(3)



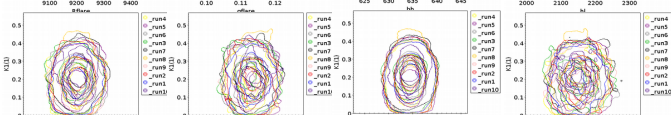
K2(4)



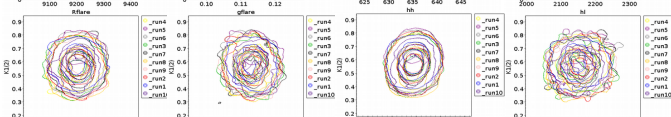
K2(5)



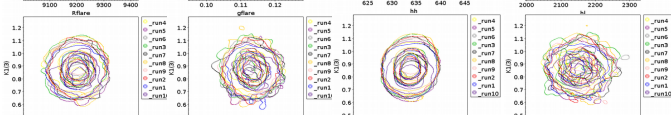
K1(1)



K1(2)



K1(3)



rflare

gflare

hh

hl

FIGURE 7 – Première partie des relations entre les différents paramètres ajustés en ne prenant en compte que les champs SDSS par le MCMC pour le disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (4.2.4 page 83). Avec Rflare (pc), le rayon de l'évasement, gflare (pc/kpc) la pente de l'évasement, hh (pc) et hl (pc) les échelles de hauteur et de longueur, K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentés page 46

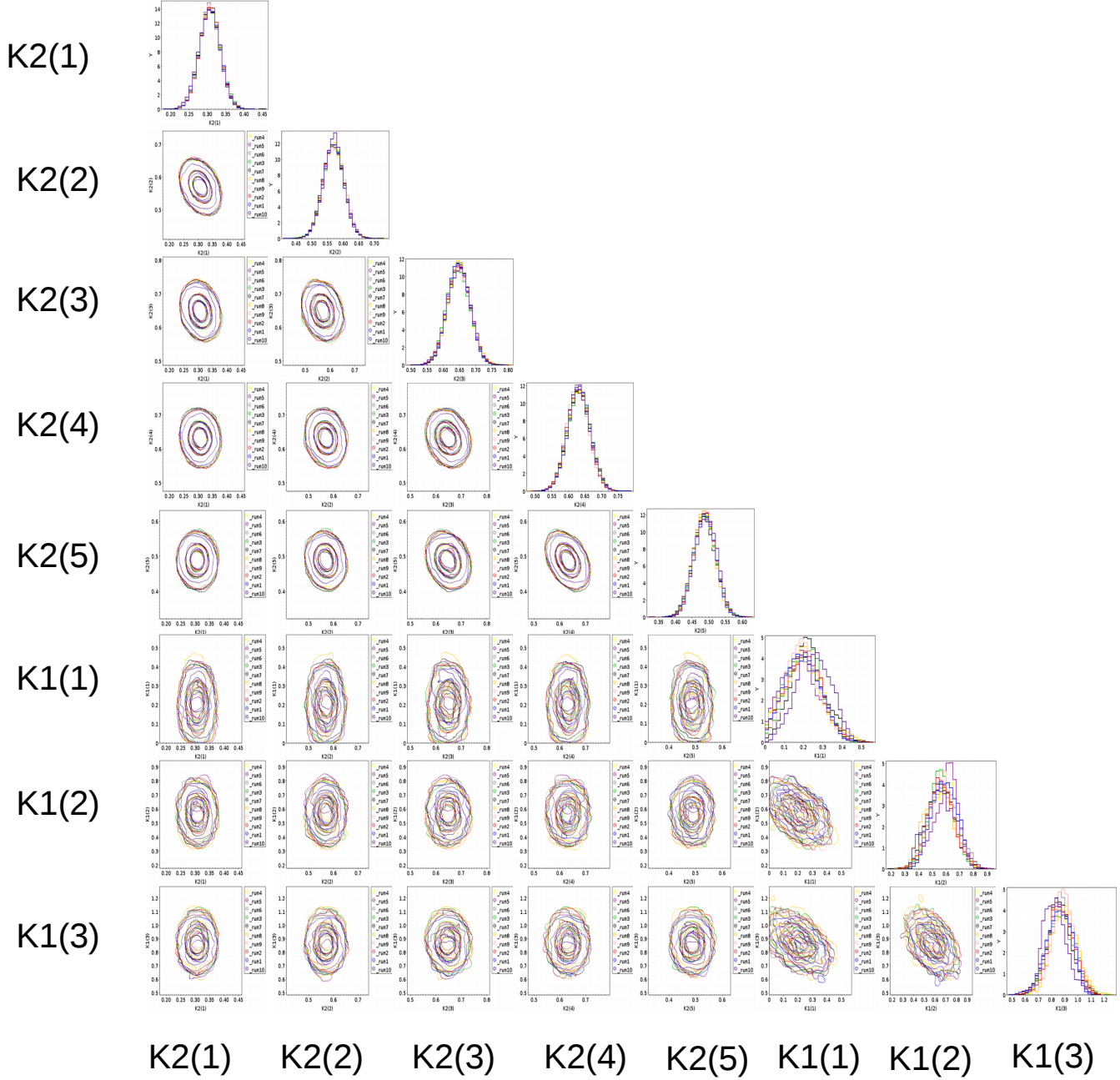
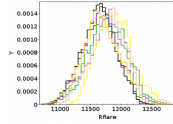
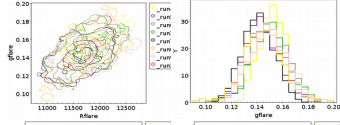


FIGURE 8 – Deuxième partie des relations entre les différents paramètres ajustés en ne prenant en compte que les champs SDSS par le MCMC pour le disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (4.2.4 page 83). Avec K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentés page 46

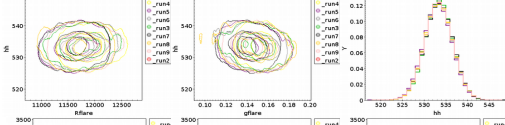
rflare



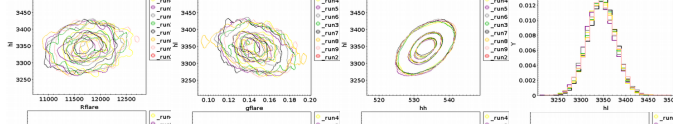
gflare



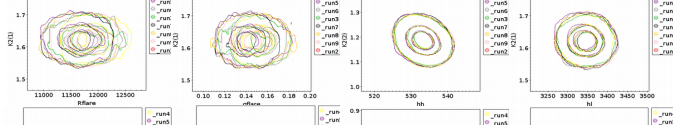
hh



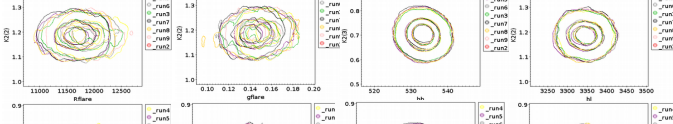
hl



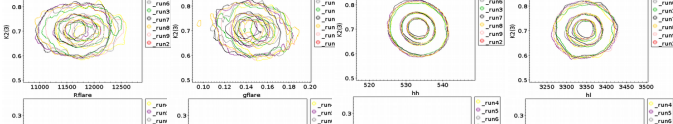
K2(1)



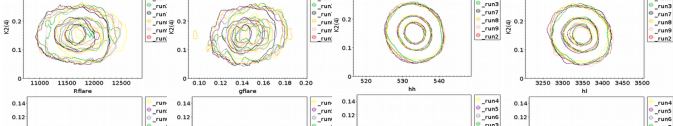
K2(2)



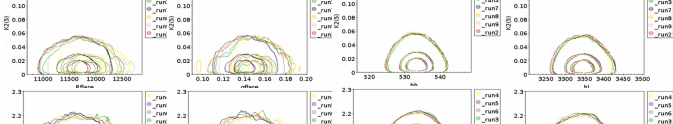
K2(3)



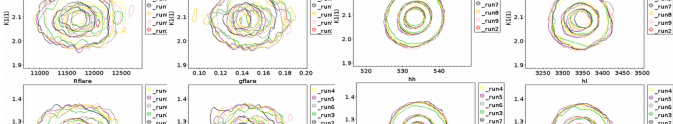
K2(4)



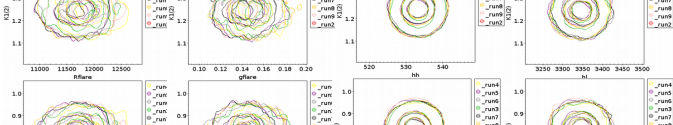
K2(5)



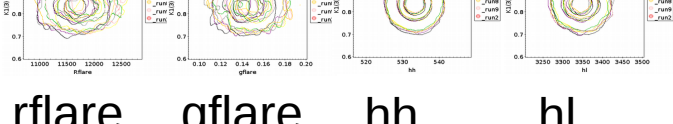
K1(1)



K1(2)



K1(3)



rflare

gflare

hh

hl

FIGURE 9 – Première partie des relations entre les différents paramètres ajustés en ne prenant en compte que les champs 2MASS par le MCMC pour le disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (4.2.4 page 83) Avec Rflare (pc), le rayon de l'évasement, gflare (pc/kpc) la pente de l'évasement, hh (pc) et hl (pc) les échelles de hauteur et de longueur, K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentés page 46

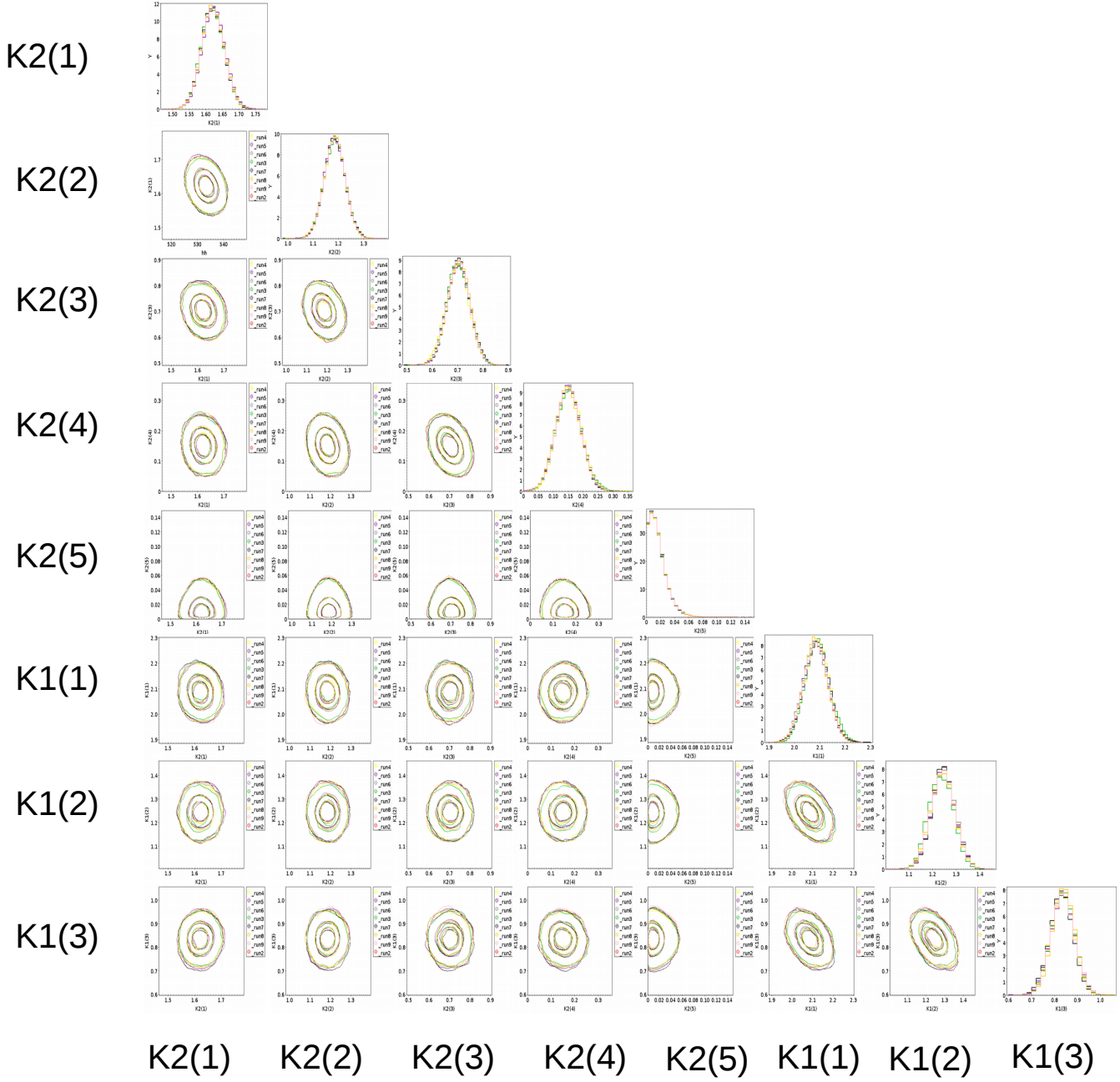


FIGURE 10 – Deuxième partie des relations entre les différents paramètres ajustés en ne prenant en compte que les champs 2MASS par le MCMC pour le disque épais avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (4.2.4 page 83). Avec K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentées page 46

rflare

gflare

hh

hl

K2(1)

K2(2)

K2(3)

K2(4)

K2(5)

K2(6)

K2(7)

K1(1)

K1(2)

K1(3)

K1(4)

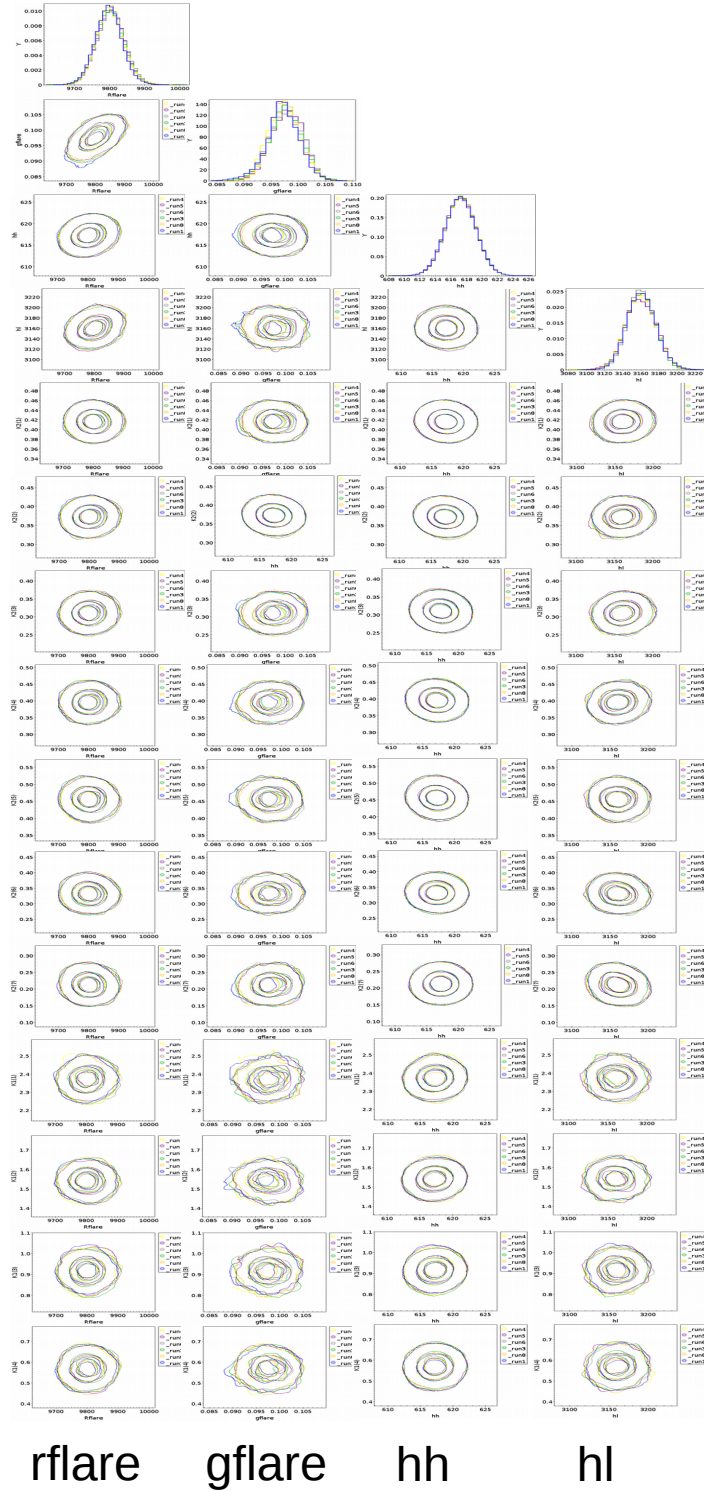


FIGURE 11 – Première partie des relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour un disque épais à des âges plus jeunes et avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (4.2.5 page 90). Avec Rflare (pc), le rayon de l'évasement, gflare (pc/kpc) la pente de l'évasement, hh (pc) et hl (pc) les échelles de hauteur et de longueur, K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentées page 90

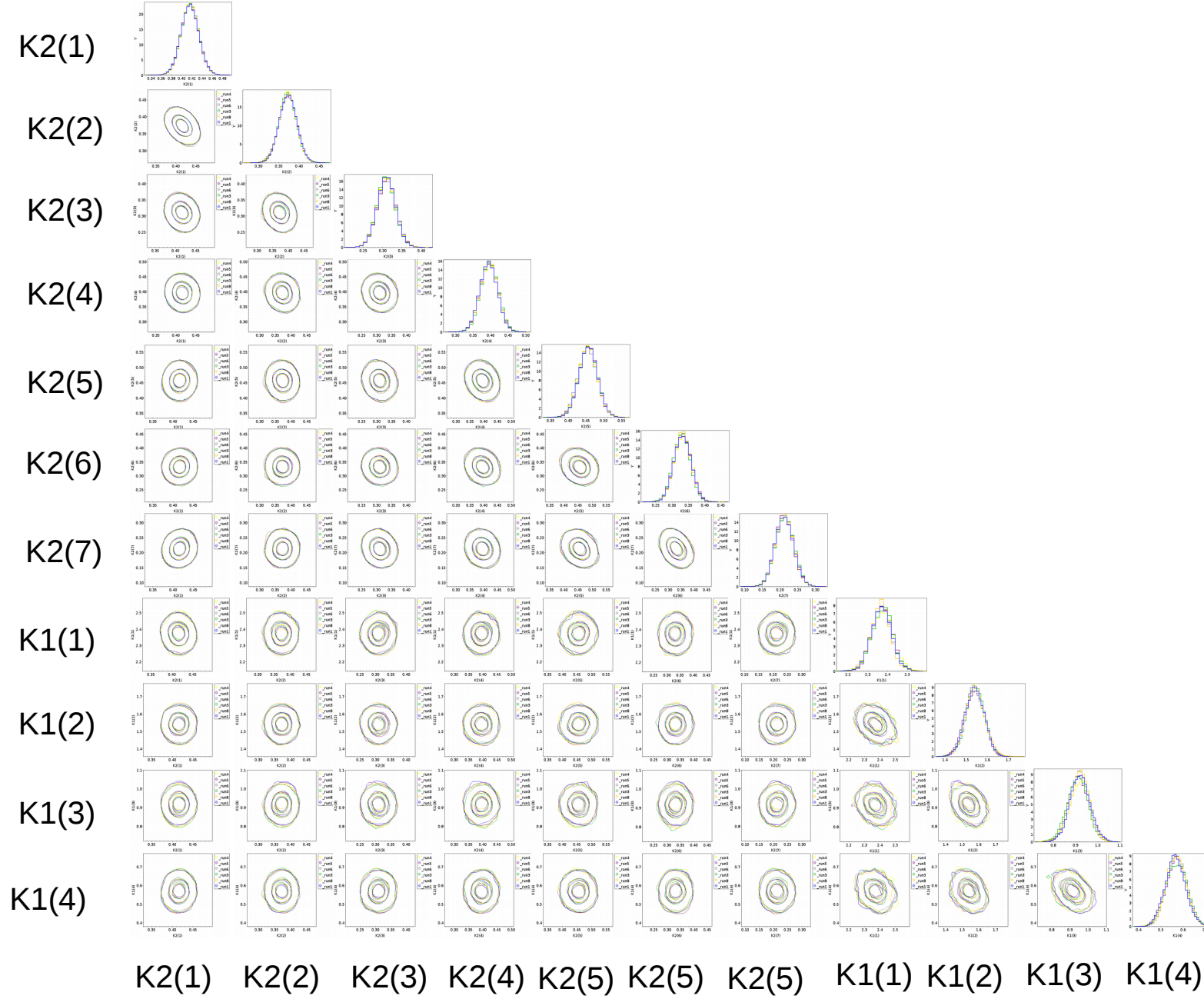


FIGURE 12 – Deuxième partie des relations entre les différents paramètres ajustés pour un disque épais à des âges plus jeunes et avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (4.2.5 page 90). Avec K1(i) et K2(i) les densités relatives du disque mince et du disque épais pour les tranches d'âges présentés page 90

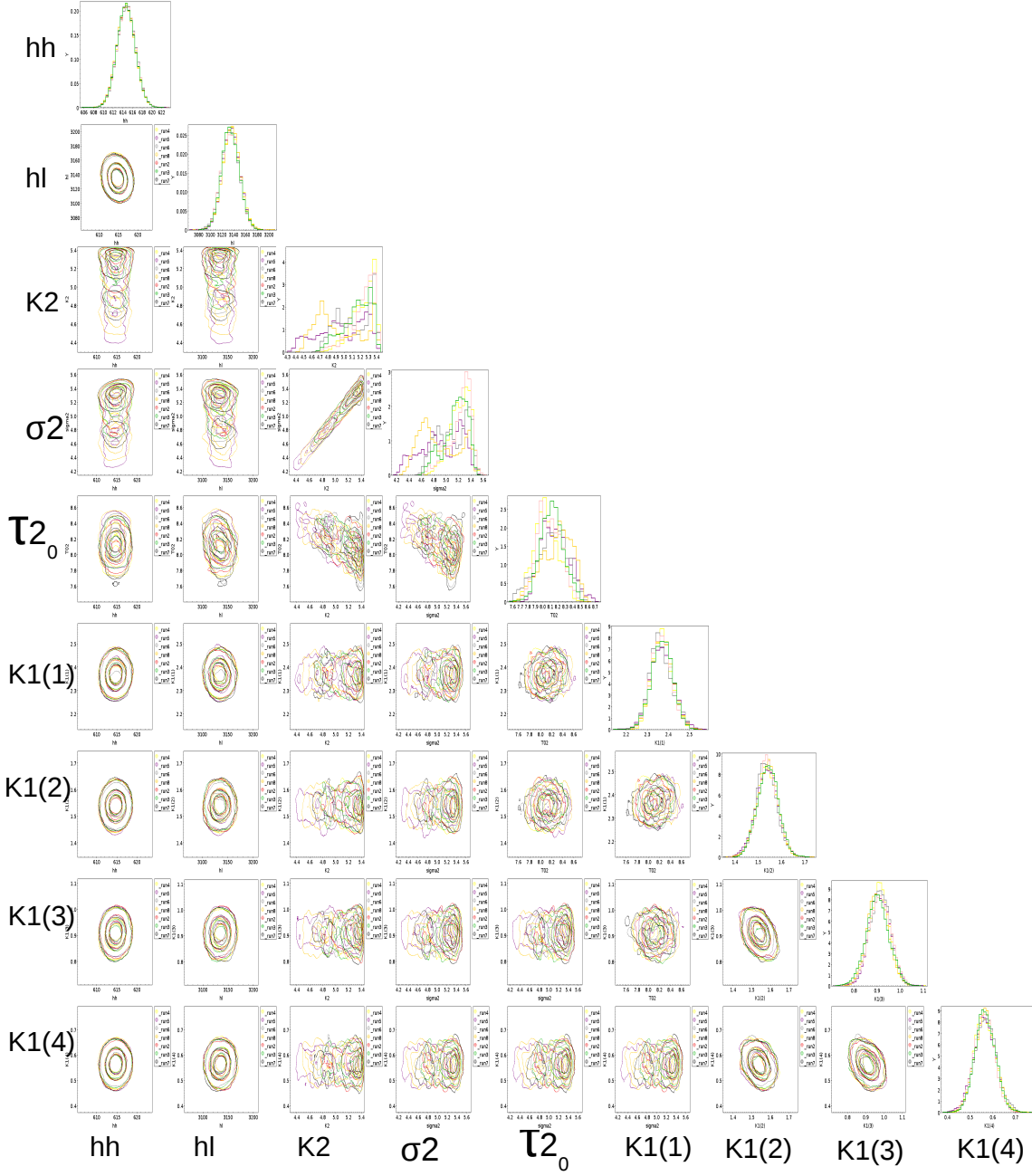


FIGURE 13 – Relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour un disque épais avec une distribution en âge gaussienne (4.3.1 page 102). Avec hh (pc) et hl (pc) les échelles de hauteur et de longueur, $K1(i)$ les densités relatives du disque mince pour les tranches d'âges présentées page 90 et $K2$, σ_2 et $\mathcal{T}_{2_0}$ (milliards d'années) les paramètres décrivant la distribution en âge du disque épais décrite page 102.

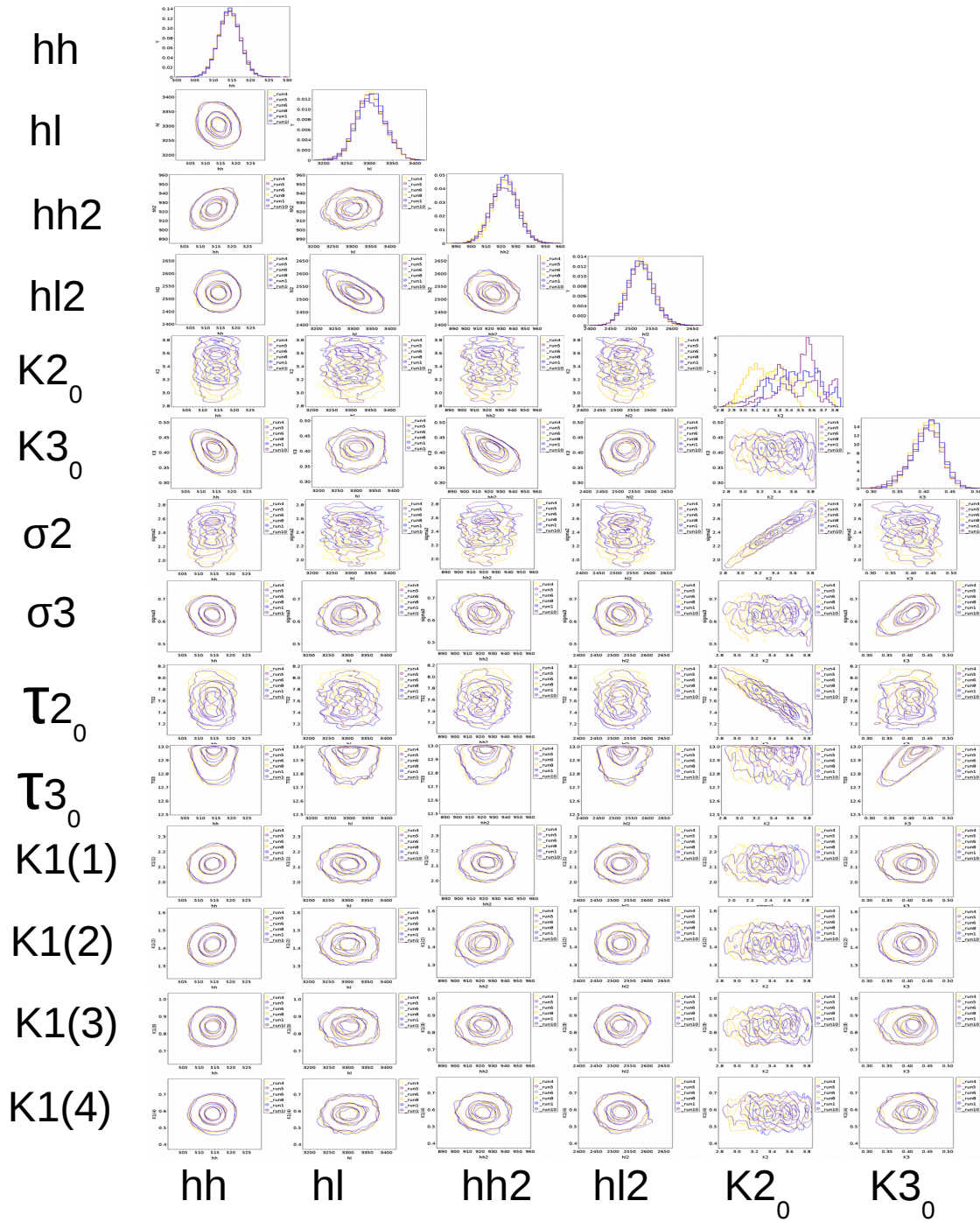


FIGURE 14 – Première partie des relations entre les différents paramètres ajustés par le MCMC pour un disque épais avec deux épisodes de formations et une distribution en âge gaussienne (4.3.2 page 106). Avec hh (pc) et hl (pc) les échelles de hauteur et de longueur pour le disque épais 1, hh2 (pc) et hl2 (pc) les échelles de hauteur et de longueur pour le disque épais 2, K1(i) les densités relatives du disque mince pour les tranches d'âges présentés page 90, K2, σ_2 et τ_{2_0} (milliards d'années) les paramètres décrivant la distribution en âge du disque épais 1 décrite page 102 et K3, σ_3 et τ_{3_0} (milliards d'années) les mêmes paramètres pour le disque épais 2.

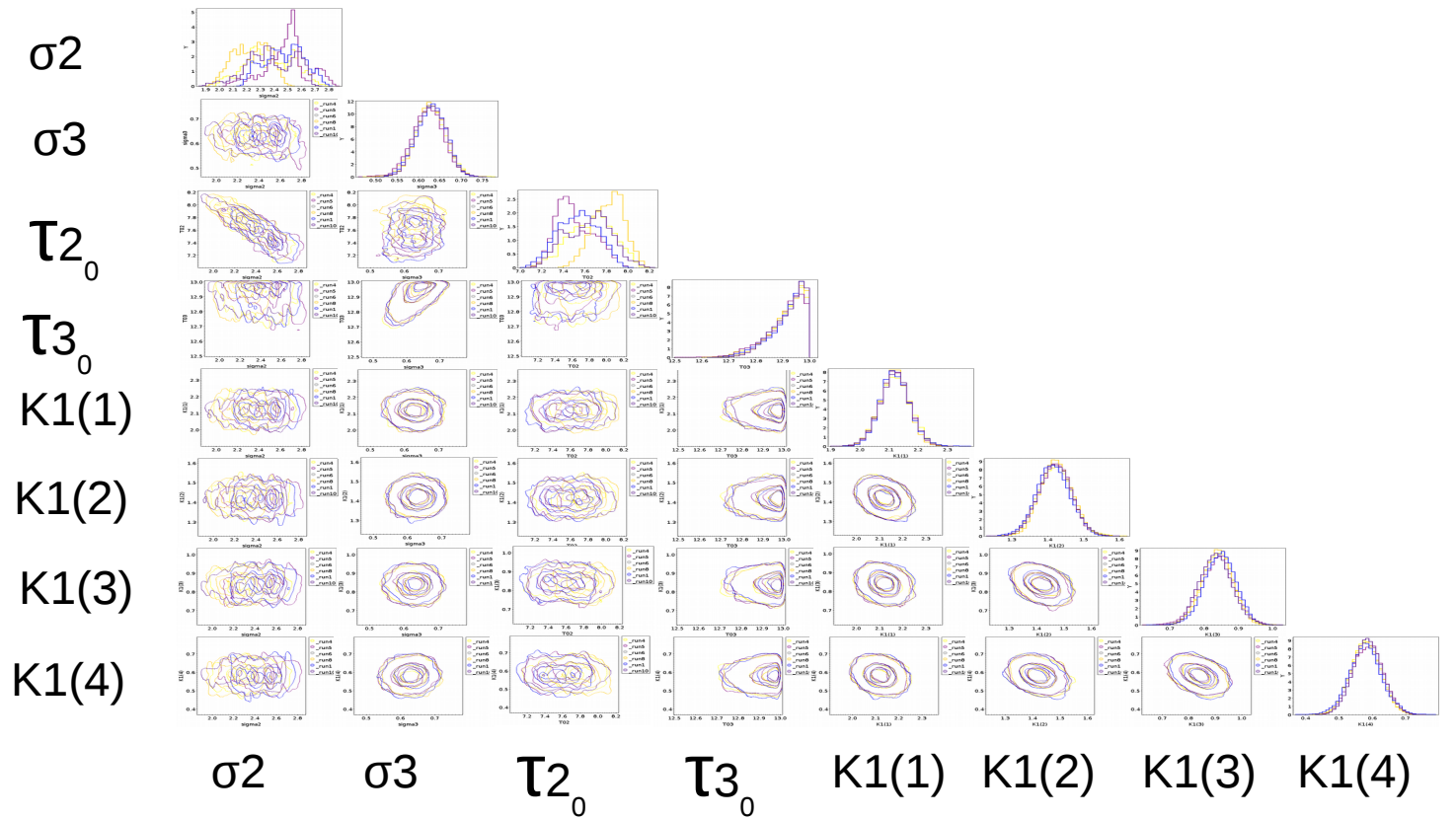


FIGURE 15 – Deuxième partie des relations entre les différents paramètres ajustés par pour un disque épais à des âges plus jeunes et avec une IMF de [Reylé & Robin \(2001\)](#) (4.3.2 page 106). Avec $K1(i)$ les densités relatives du disque mince pour les tranches d'âges présentés page 90, σ_2 et τ_{2_0} (milliards d'années) les paramètres décrivant la distribution en âge du disque épais 1 décrite page 102 et σ_3 et τ_{3_0} (milliards d'années) les mêmes paramètres pour le disque épais 2.

Bibliographie

- [Adibekyan et al. (2012)] Adibekyan V. Zh., Sousa S. G., Santos N. C., Delgado Mena E., González Hernández J. I., Israelian G., Mayor M., Khachatryan G. (2012), *A & A*, 545, A32, 15
- [Anders et al. (2017)] Anders F. et al. (2017), *A & A*, 597, A30
- [Allende Prieto et al. (2016)] Allende Prieto C., Kawata D., Cropper M. (2016), *A & A*, 596, A98
- [Arenou et al. (2018)] Arenou F. et al. (2018), *A & A*, 616, A17
- [Baglin et al. (2006)] Baglin A., Auvergne M., Barge P., Deleuil M., Catala C., Michel E., Weiss W., COROT Team (2006) in *ESA Special Publication*, ed. Fridlund M., Baglin A., Lochard J. & Conroy L. Vol. 1306, 33
- [Bastian et al. (2010)] Bastian N., Covey K., Meyer M. (2010), *ARAA*, vol. 48, p.339-389
- [Bedding et al. (2010)] Bedding T.R. et al. (2010), *Apj*, 713, 2, L176-L181.
- [Bergbusch & Vandenberg (1992)] Bergbusch P., Vandenberg D. (1992), *Apj*, 81, 1, 163-220
- [Bienayme et al. (1987)] Bienayme O., Robin A.C., Creze M. (1987) *A & A*, 180, 1-2, 94-110
- [Blaauw (1965)] Blaauw F. (1965) extrait de *Galactic structure*. University of Chicago Press, Chicago, ILL USA, 1965., p.435
- [Blanton et al. (2017)] Blanton M. et al (2017), *AJ*, 1, 28, 35.
- [Bovy et al. (2012a)] Bovy J., Rix H-W., Liu C., Hogg D., Beers T., Sun Lee Y., (2012) *ApJ*, 753, 148, 25
- [Bovy et al. (2012b)] Bovy J., Rix H-W., Liu C., Hogg D. (2012) *ApJ*, 751, 131, 6
- [Bovy et al. (2016)] Bovy J., Rix H-W., Schlafly E., Nidever D., Holtzman J., Shetrone M., Beers T. (2016) *ApJ*, 823, 1, 30
- [Bournaud & Elmegreen (2009)] Bournaud F., Elmegreen B., (2009) *ApJl*, 694, 2, L158-L161
- [Brook et al. (2012)] Brook C. B. B., Stinson G. S., Gibson B. K., Kawata D., House E. L., Miranda M. S., Macciò A. V., Pilkington K., Roškar R., Wadsley J., Quinn T. R. (2012) *MNRAS*, 426, 1, 690-700
- [Cardelli et al. (1989)] Cardelli J., Clayton G., Mathis J. (1989), *ApJ part 1*, 345, 245-256.
- [Cheng et al. (2012)] Cheng J. Y. et al (2012) *ApJ*, 752, 1, 51, 12
- [Chen et al. (2017)] Chen B.-Q., Liu X.-W., Yuan H.-B., Robin A. C., Huang Y., Xiang M.-S., Wang C., Ren J.-J., Tian Z.-J., Zhang H.-W. (2017) *MNRAS*, 464, 3, 2545-2556
- [Comerón et al. (2015)] Comerón S., Salo H., Janz J., Laurikainen E., Yoachim E. (2015) *A & A*, 584, A34, 13 pp.
- [Czekaj et al. (2014)] Czekaj M., Robin A. C., Figueras F., Luri X., Haywood M. (2014) *A & A*, 564, A102, 20 pp
- [De Jong et al. (2010)] de Jong J., Yanny B., Rix H. W., Dolphin A., Martin N., Beers T. (2010) *ApJ*, 714, 1, 663-674

- [De Jong (2013)] de Jong R.(2013), HST Proposal ID 13366. Cycle 21.
- [De Jong (2013)] de Jong R. et al. (2012), Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV. Proceedings of the SPIE, Volume 8446, article id. 84460T, 15 pp.
- [Deason et al. (2011)] Deason A., Belokurov V., Evans N. W. (2011) MNRAS, 416, 4, 2903-2915
- [Duong et al. (2018)] Duong L. et al. (2018) MNRAS, Advance Access
- [Eisenstein et al. (2011)] Eisenstein D. et al. (2011) AJ 142, 3, 72, 24
- [Einasto (1979)] Einasto J. (1979) The large-scale characteristics of the galaxy ; Proceedings of the Symposium, College Park, Md., June 12-17, 1978. (A80-19476 06-90) Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1979, p. 451-458 ; Discussion, p. 459,460
- [Fuhrmann (2011)] Fuhrmann K. (2011) MNRAS , 414, 4, 2893-2922.
- [Gaia Collaboration (20118)] Gaia Collaboration (2018) A & A , 616, A1
- [Gilmore & Reid (1983)] Gilmore G., Reid N. (1983) MNRAS 202, Mar. 1983, 1025-1047.
- [Gilmore et al. (2012)] Gilmore G. et al. (2012) Msngr 147, p. 25-31
- [Hayden et al. (2017)] Hayden M. R., Recio-Blanco A., de Laverny P., Mikolaitis S., Worley C. C. (2017), A & A , 608, L1
- [Haywood et al. (2013)] Haywood M., Di Matteo P., Lehnert M., Katz D., Gómez A. (2013) A&A, 560, A109, 18
- [Haywood et al. (2016)] Haywood M., Di Matteo P., Snaith, O., Schultheis M., Katz D., Gómez A. (2016) A&A, 589, A66, 15
- [Iorio et al. (2018)] Iorio G., Belokurov V., Erkal D., Koposov S. E., Nipoti C., Fraternali F., (2018) MNRAS 474, 2, p.2142-2166
- [Jurić et al. (2008)] Jurić M. et al (2008) ApJ, 673, 2, 864-914
- [Karataş & Klement (2008)] Karataş Y., Klement R. (2012) NewA, 17, 1, 22-33
- [Kunder et al. (2017)] Kunder A. et al. (2017) AJ, 153, 2, 75, 30
- [Kordopatis et al. (2011)] Kordopatis G., Recio-Blanco A., de Laverny P., Gilmore G., Hill V., Wyse R. F. G., Helmi A., Bijaoui A., Zoccali M., Bienaymé O. (2011) A&A, 535, A107, 18
- [Kroupa et al. (1993)] Kroupa P., Tout C., Gilmore G. (1993) MNRAS 262, 3, 545-587.
- [Kroupa (2001)] Kroupa P. (2001) MNRAS 322, 2, 231-246
- [Lamost dr3 (2017)] <http://dr3.lamost.org/>
- [Lagarde et al. (2017)] Lagarde N., Robin A.C., Reylé C., Nasello G. (2017), A&A, 601, A27, 8
- [Lejeune et al. (1997)] Lejeune Th., Cuisinier F., Buser R. (1997), A & A Supplement series, 125, p.229-246.
- [Li & Zhao (2017)] Chengdong Li, Gang Zhao. (2017) ApJ, 850, 25
- [Lee et al. (2011)] Lee Y. S. et al. (2011) ApJ, 738, 2, 187
- [Loebman et al. (2011)] Loebman S., Roškar R., Lehnert M. D., Debattista V., Ivezić Z, Quinn T., Wadsley J. (2011), ApJ 737, 1, 8, 17
- [Majewski et al. (2017)] Majewski S. et al. (2017) AJ V 154, 3, id. 94, 46 pp.
- [Marshall et al. (2006)] Marshall D.J., Robin A. C., Reylé C., Schultheis M., Picaud S (2006) A & A 453, 2, 635-651
- [Martig et al. (2016)] Martig M. Minchev I., Ness M., Foesneau M., Rix H.W. (2014) ApJ V 831, 2, id. 139

-
- [Martín-Navarro et al. (2015)] Martín-Navarro I., Vazdekis A., La Barbera F., Falcón-Barroso J., Lyubenova M., van de Ven G., Ferreras I., Sánchez S. F., Trager S. C., García-Benito R., Mast D., Mendoza M. A., Sánchez-Blázquez P., González Delgado R., Walcher C. J., The CALIFA Team (2015) *ApJL*, 806, 2
- [Mayor et al. (2003)] Mayor M. et al. (2003) *The Messenger*, 114, p. 20-24
- [Minchev et al. (2012)] Minchev I., Famaey B., Quillen A. C., Dehnen W., Martig M., Siebert A. (2012) *A & A*, 548, A127, 16
- [Minchev et al. (2014a)] Minchev I. et al. (2014) *ApJL*, 781, 1, L20, 6
- [Minchev et al. (2014b)] Minchev I., Chiappini C., Martig M. (2014) *A&A*, 558, A9, 25
- [Pinsonneault et al. (2014)] Pinsonneault M. et al. (2014) *ApJS*, 215, 2, 23
- [Qu et al. (2011)] Qu Y., Di Matteo P., Lehnert M. D., van Driel W. (2011), *A & A* , 530, A10
- [Recio-Blanco et al. (2014)] Recio-Blanco A. et al. (2014), *A & A* , 567, A25
- [Reylé & Robin (2001)] Reylé C., Robin A. C. (2001) *A & A* .373, p.886-894
- [Robin & Creze (1984)] Robin A.C., Creze M. (2014) *A&A*, 569, A13, 26
- [Robin et al. (1996)] Robin A.C., Haywood M., Creze M., Ojha D. K., Bienayme O. (2014) *A&A*, 305, 125
- [Robin et al. (2003)] Robin A.C., Reylé C., Derrière S., Picaud S. (2014) *A&A*, 409, 523-540
- [Robin et al. (2014)] Robin A.C., Reylé C., Fliri J., Czekaj M., Robert C., Martins A. (2014) *A&A*, 569, A13, 26
- [Salpeter (1955)] Salpeter E.(1955) *ApJ*, 121, p.161
- [Sales et al. (2009)] Sales L. et al.(2009) *MNRAS*, 400, 1, L61-L65.
- [Skrutskie et al. (2006)] Skrutskie M. F. et al. (2006), *AJ* , 131, 2, 1163-1183
- [Snaith et al. (2014)] Snaith O., Haywood M., Di Matteo P., Matthew D. Combes F., Katz D., Gómez A., (2014) *ApJ*, 781, 2, L31
- [Snaith et al. (2015)] Snaith O., Haywood M., Di Matteo P., Lehnert M. D., Combes F., Katz D., Gómez A. (2015) *A & A*, 578, A87, 29
- [Steinmetz et al. (2006)] Steinmetz M. et al. (2006) *A J*, 132, 4, 1645 1668
- [Vallenari et al. (2006)] Vallenari A., Pasetto S., Bertelli G., Chiosi C., Spagna A., Lattanzi M. (2006) *A & A*, 451, 125-139
- [Valentini et al. (2016)] Valentini M., Chiappini C., Miglio A., Montalbán J., Rodrigues T., Mosser B., Anders F., the CoRoT RG Group, the GES Consortium (2016) *AN* 337, 8-9, 970
- [Westera et al. (2002)] Westera P., Lejeune T., Buser R., Cuisinier F., Bruzual G. (2015) *A & A*, 381, 524-538
- [Wilson et al. (2011)] Wilson M. et al. (2011), *MNRAS* , 413, 3, 235-2241.
- [Yanny et al. (2009)] Yanny B. et al. (2009) *AJ*, 137, 5, 4377-4399
- [York et al. (2000)] York D. et al. (2000) *AJ*, 120, 3, 1579-1587.

Titre : Etude du disque épais de la Galaxie avec le modèle de la Galaxie de Besançon

Mots-clés: Voie Lactée, Disque épais, Grand relevés

Résumé : Lors de cette thèse, je me suis servi du modèle de la Galaxie de Besançon (BGM), modèle développé dans ce laboratoire depuis plusieurs années.

Ce modèle est en constante évolution et récemment, la manière dont sont simulées certaines populations de la Voie Lactée (disque épais, barre et halo) a été modifiée avec l'ajout du modèle d'évolution stellaire STAREVOL.

Ce modèle est un outil puissant pour étudier notre Galaxie car il permet de simuler statistiquement son contenu en étoiles. Ce contenu dépendant d'hypothèses émises sur la forme et l'histoire de la Voie Lactée. Ici, je me concentre sur une population de la Voie Lactée particulière, le disque épais (un ensemble d'étoiles vieilles qui représente environ 30% des étoiles de notre Voie Lactée).

A l'aide du BGM, il est possible d'essayer de mieux comprendre sa forme et son histoire. La méthode utilisée pendant cette thèse est la comparaison d'observations de grands relevés (2MASS et SDSS) avec les simulations du BGM et d'un ajustement des propriétés du disque épais à l'aide d'une méthode basée sur le principe des chaînes de Markov - Monte Carlo (MCMC).

Le but de ma thèse est d'une part de valider la nouvelle version du modèle et d'autre part d'extraire de ces comparaisons des contraintes sur la structure et l'histoire de formation du disque épais. En particulier, je montre que l'époque de formation du disque épais s'étend sur plusieurs milliards d'années et se superpose avec celle du disque mince vieux.

Title : Probing the inside of stars to understand Milky Way's history

Keywords : Milky Way, Thick Disc, Survey

Abstract : During my Phd thesis, I have used the Besançon Galaxy's Model (BGM) developed in my laboratory for many years.

This model is constantly evolving and recently, the way some Milky Way's populations are simulated have been modified thanks to the addition of a new stellar evolution model : STAREVOL

This model is a powerful tool that allows us to study our Galaxy by statistically simulating its stellar content. This stellar content is depending on hypothesis made on the shape and history of the Milky Way. Here, I focus on the Milky Way's thick disc (old stars representing about 30

Thanks to the BGM, we can try to constrain the shape and history of the thick disc. During this thesis, I've compared observations of surveys (2MASS and SDSS) with simulations made by the BGM and adjusted the thick disc properties by using a Markov chain of Monte Carlo (MCMC).

The goal of my Phd is on one side to validate the new version of the BGM and on the other side to extract from the adjustments constraints on the structure and history of the Milky Way. In particular, I show that the stellar formation history of the thick disc is spanning on a few billion years and is overlapping with the thin disc.