



Travail de fin d'études

*L'impact de la mission astrométrique GAIA sur l'étude
des étoiles massives :
modélisation d'observations avec le spectromètre RVS*

Promoteur : G. Rauw

Jury : Barbier C., Geuzaine C.,
Gosset E., Rochus P.

Palate Matthieu

2^{ème} Master ingénieur civil physicien, à finalité approfondie

_____ Année académique 2009-2010 _____

Résumé

L'impact de la mission astrométrique GAIA sur l'étude des étoiles massives : modélisation d'observations avec le spectromètre RVS

Palate Matthieu

2^{ème} Master ingénieur civil physicien, à finalité approfondie
Année académique 2009-2010

Le but principal de ce travail est d'évaluer dans quelle mesure l'instrument *RVS* (spectromètre à vitesse radiale) de la mission GAIA pourra contribuer à l'amélioration de nos connaissances concernant les systèmes binaires, dont au moins une des composantes est une étoile massive. Un second objectif, en relation avec l'instrument astrométrique de GAIA, porte sur la calibration des magnitudes absolues des étoiles O et l'impact du biais de Lutz-Kelker.

Pour réaliser ces objectifs, nous avons, dans une première partie, décrit les caractéristiques des étoiles massives et de la mission GAIA. Dans une seconde partie, nous avons simulé des systèmes binaires spectroscopiques à l'aide du logiciel MATLAB®. La détectabilité des systèmes a été étudiée dans deux situations distinctes : l'une « idéale », l'autre plus réaliste. La première simulation avait pour but de tirer des conclusions spécifiques à différentes classes spectrales ainsi que de tester notre corrélateur et d'en vérifier la validité. Dans la deuxième simulation, nous avons généré, de manière aléatoire, un grand nombre de systèmes binaires. Nous avons ensuite utilisé notre corrélateur pour étudier la détectabilité et évaluer l'efficacité du *RVS*. Les conclusions que nous avons tirées de ces deux parties sont malheureusement assez pessimistes. En effet, le *RVS* ne sera probablement pas bien adapté à l'étude des étoiles massives. Le taux de détection devrait être de l'ordre de 50% des systèmes (en incluant les signatures spectrales SB1), mais le *RVS* ne permettra pas d'élargir l'espace des paramètres des systèmes binaires (rapports de masse, séparations orbitales,...) au-delà de ce qui est accessible avec des mesures depuis le sol dans des domaines de longueurs d'onde plus « classiques ». La mission GAIA apportera donc des informations importantes sur les étoiles massives mais peu de nouveautés sur leur multiplicité.

Le second objectif a été atteint en simulant des mesures astrométriques basées sur les données d'un catalogue d'étoiles O afin d'évaluer la précision que nous pouvons espérer obtenir sur les magnitudes absolues des étoiles O de différents types spectraux. Nos résultats ont montré que GAIA tiendra sa promesse au niveau de la meilleure connaissance des distances et, dès lors, des propriétés intrinsèques (telles que les luminosités) des étoiles O. L'impact du biais de Lutz-Kelker sur les mesures de parallaxes s'est également révélé très faible dans notre cas et ce grâce à la précision de l'instrument astrométrique qui remplit donc toutes les attentes.

Introduction

L'astrométrie, une des plus vieilles branches de l'astronomie ... Dès le II^{ème} siècle avant J.-C., Hipparque constituait un catalogue d'étoiles. D'autres grands noms de l'astronomie comme Tycho Brahe ont apporté leur pierre à l'édifice. Aujourd'hui nous disposons d'un catalogue de 120 000 étoiles réalisé grâce au satellite Hipparcos avec une précision qui dépasse de loin celle des observations faites au sol. Et demain ? Demain ce sera GAIA, une mission des plus ambitieuses qui fournira un catalogue de 1 000 000 000 d'étoiles, qui apportera de nombreuses données sur des milliers d'exoplanètes, d'astéroïdes, de quasars, de supernovae, ...

L'astrométrie n'est pas seulement une vieille branche de l'astrophysique, elle en est aussi la base, le socle observationnel nécessaire à l'étude de l'Univers et de ses mécanismes. Contrairement à ce qui se fait dans d'autres branches de la physique, il n'est pas possible d'expérimenter les théories en astrophysique. Il faut donc sans cesse confronter les modèles avec l'observation. De la précision de ces observations dépend donc la précision des modèles et de là, la compréhension de l'univers qui nous entoure. La précision, maître mot en sciences, c'est ce que GAIA va apporter à l'astrométrie. Grâce à elle, naitra, on l'espère, un nouveau regard sur la Voie Lactée.

Ce travail aura pour but d'étudier un ensemble particulier de corps célestes : les étoiles massives, étoiles aux dimensions hors normes, rares, et, pourtant, capitales dans la vie des galaxies. Dans une première partie, plus théorique, nous détaillerons les caractéristiques des étoiles massives : leur formation, leur temps de vie, leur évolution,... La fin de cette section fera le lien avec le second paragraphe en répondant à la question : qu'apportera GAIA dans notre compréhension des étoiles massives ? Ce second point traitera de la mission en elle-même et présentera le satellite, ses instruments, ses éléments constitutifs,...

Dans une seconde partie, nous simulerons des systèmes binaires spectroscopiques et étudierons leur détectabilité par le spectromètre à vitesse radiale (*RVS*) de GAIA. Notre étude portera également sur la performance attendue de l'instrument astrométrique et l'impact du biais de Lutz-Kelker sur les données récoltées par ce dernier. Cette partie sera divisée en quatre paragraphes. Le premier consistera en un rappel des éléments théoriques nécessaires à nos simulations. Ensuite, nous étudierons des cas « idéaux » de systèmes binaires dans le but de tirer des conclusions spécifiques à différentes classes spectrales ainsi que de tester notre corrélateur et d'en vérifier la validité.

Le troisième point consistera en une simulation aléatoire d'un grand nombre de systèmes afin d'en étudier la détectabilité pour conclure sur l'efficacité du *RVS* à détecter ce type de système.

Le quatrième et dernier paragraphe portera sur l'étude de l'instrument astrométrique. Dans un premier temps, nous utiliserons des simulations de mesures astrométriques basées sur les données d'un catalogue d'étoiles O afin d'évaluer la précision que nous pouvons espérer obtenir sur les magnitudes absolues des étoiles O de différents types spectraux. Dans un deuxième temps, nous étudierons l'impact du biais de Lutz-Kelker sur ces mesures de parallaxes.

Première partie

*Les étoiles sont nos ancêtres ; nous sommes des poussières d'étoiles :
c'est une des grandes découvertes de l'astronomie contemporaine.*

Trinh Xuan Thuan

1. Les étoiles massives

Les étoiles massives sont rares et leur vie est complexe et tumultueuse. Cela explique sans doute les difficultés rencontrées pour les décrire et les expliquer. Pourtant, ces astres sont les moteurs des galaxies et de l'univers. Leurs battements rythment la naissance d'autres étoiles et leur mort engendre la diffusion d'atomes lourds, briques élémentaires de la vie. Il est vrai que l'on pourrait croire que nous exagérons le tableau, mais il n'en est rien. L'intérêt de l'étude des étoiles massives relève, bien entendu, de la science fondamentale et non de la science appliquée. Cette étude en elle-même n'apportera, sans doute, pas à l'homme plus de confort ou d'argent ou toute autre chose matérielle. Néanmoins, toute étude fondamentale apporte un jour ou l'autre, une application.

L'étude des étoiles massives revêt une importance capitale. En effet, ces étoiles, bien que rares par rapport à l'ensemble de la population stellaire, sont le siège de nombreuses réactions thermonucléaires qui enrichissent l'Univers en métaux¹. Insistons, au passage, sur le fait que la nucléosynthèse primordiale n'a pas fabriqué ces éléments et qu'en l'absence des étoiles massives, l'univers n'aurait pas la composition chimique qu'on lui connaît actuellement. Depuis le Big Bang, ce type d'étoiles a joué et joue donc un rôle crucial dans le développement de la vie. (RAUW G., *comm. pers.*) (PROUST D. et BREYSACHER J., 1996) (PRANTZOS N., 2000)

Elles sont aussi responsables des phénomènes énergétiques les plus intenses que l'on puisse observer. Ainsi, ce sont les principales sources d'UV et, selon certaines sources, de poussières. Le rayonnement UV des étoiles de population III a, également, probablement permis de ré-ioniser l'univers. Ces étoiles seraient aussi responsables de certains types de sursauts gamma.

A travers leur vent, leur éjection de masse et leur explosion en supernova, elles induisent dans le milieu interstellaire, de grandes turbulences qui permettent alors la formation de nouvelles étoiles. Ces turbulences combinées à la rotation différentielle seraient également les moteurs du champ magnétique galactique.

En résumé, les étoiles massives jouent un rôle déterminant dans le développement de l'univers. (YORKE H.W., 2003) (JOHNSON K.E., 2004) (VANBEVEREN D., 2009)

¹ Rappelons qu'en astrophysique le terme « métaux » désigne les éléments plus lourds que l'hélium.

1.1. Définition et caractéristiques

1.1.1. Définition

Une étoile est dite massive lorsque sa masse initiale est d'au moins 10 (ou 8 selon les sources) masses solaires (M_{\odot}). Si cette définition semble simple et objective en théorie, elle est beaucoup plus floue en pratique. En effet, la masse d'une étoile est difficilement accessible. Dans le cas d'étoiles binaires, on peut la calculer à partir des lois de Kepler. Néanmoins, pour les étoiles non binaires, on ne peut que l'estimer à partir de la mesure de sa luminosité et de sa distance. (HEGERA *et al.*, 2003) (KROUPA P., 2004) (NAZE Y., 2006)

1.1.2. Caractéristiques

Les étoiles massives sont principalement de type spectral O et WR (Wolf-Rayet), ou encore de type B précoce. Ce sont donc des objets de couleur bleue, dont le pic d'émission spectral se situe dans l'UV. Elles sont la principale source de radiation ionisante des galaxies. Ces étoiles sont très souvent entourées de nébuleuses brillantes (ces régions sont appelées région H II car l'hydrogène s'y trouve ionisé). (JOHNSON K.E., 2004)
Leur température effective s'élève à au moins 20 kK. Leur luminosité est supérieure à $25000 L_{\odot}$. (NAZE Y., 2006)

Le nombre de ce type d'étoiles est assez faible. En effet, la quantité d'étoiles en fonction de la masse initiale (IMF, initial mass function) est décrite par des lois empiriques comme la loi de Salpeter : $dN = KM^{-\alpha}dM$ où N est le nombre d'étoiles de masse comprise dans l'intervalle $[M, M + dM]$, K une constante, M la masse initiale de l'étoile et où α est un paramètre dont la valeur est souvent prise à environ 2,35 (valeur de Salpeter). Dès lors, on voit que plus la masse initiale est élevée moins on trouve d'étoiles. (KROUPA P., 2004) (NAZE Y., 2006)

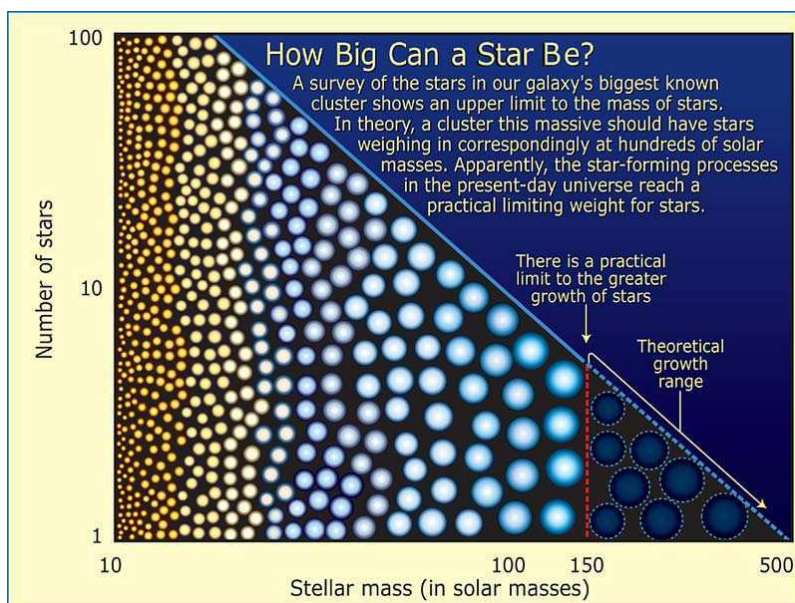


Figure 1 : Evolution du nombre d'étoiles en fonction de la masse (NAZE Y., 2006)

De plus, les étoiles de ce type ont une durée de vie très limitée en raison justement de leur taille qui induit un taux de combustion nucléaire important. Pour supporter son propre poids et être en équilibre hydrostatique, l'étoile doit produire de l'énergie par réaction nucléaire. Celle-ci implique une consommation d'hydrogène (donc de masse : $\Delta E = \Delta mc^2$). L'énergie produite est liée à la luminosité et donc à la masse par la relation suivante :

$$L \propto M^\beta, \text{ où } \beta \approx 3,2$$

Le taux de consommation est donc proportionnel à $M^{3,2}$. Et la durée de vie est, en première approximation :

$$t_{\text{vie}} \approx \frac{M}{M^{3,2}} \approx M^{-2,2}$$

Durant leur courte vie (de l'ordre de quelques centaines de millions d'années voire moins), elles acquièrent une structure en pelure d'oignon : les zones externes sont riches en hydrogène et hélium, puis on retrouve des métaux de plus en plus lourds au fur et à mesure qu'on se rapproche du centre de l'étoile. (YORKE H.W., 2003) (NAZE Y., 2006) (RAUW G., *comm. pers.*)

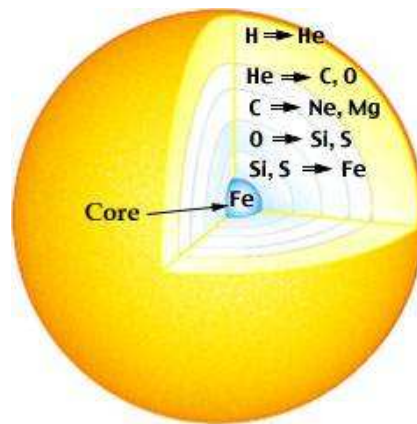


Figure 2 : Composition chimique d'une étoile massive en fin de vie (RAUW G. *comm. pers.*)

1.2. Naissance des étoiles massives

Si les processus donnant naissance aux étoiles de masse solaire et inférieure à cette masse sont relativement bien compris et modélisés, il en va tout autrement de ceux mis en jeu pour la naissance des étoiles massives. On ne peut, malheureusement, pas envisager une simple mise à l'échelle des modèles des étoiles de faibles masses. Le problème majeur provient du fait qu'une fois que la proto-étoile dépasse les dix masses solaires environ, la température en son cœur est telle que les réactions nucléaires s'enclenchent et la pression de radiation résultante pourrait empêcher l'accrétion de matière supplémentaire. (YORKE H.W., 2003)

La métallicité du milieu joue un rôle primordial dans la formation des étoiles massives. La présence de métaux augmente les transferts de chaleur² du cœur vers l'extérieur et permet aux protoétoiles d'atteindre plus rapidement un état d'équilibre entre l'effondrement gravitationnel et l'énergie interne. Dans l'univers primordial, dépourvu de métaux, on pense que la formation d'étoiles massives était donc plus facile. Dans l'univers actuel, leur formation est controversée et plusieurs scénarios ont été évoqués. Nous en citerons deux qui ont recueilli quelques appuis observationnels. (MAEDER A. et BEHREND R., 2002)

- Le premier est celui des fusions ou des collisions : des étoiles primordiales en mouvement dans un jeune amas très dense entreraient en collision et formeraient des étoiles plus massives. Néanmoins, les densités stellaires requises n'ont, à ce jour, pas encore été observées dans des amas très jeunes. (MAEDER A. et BEHREND R., 2002)
- Le second scénario, récemment appuyé par des observations, est celui de l'accrétion. Développons donc un peu ce scénario. (MAEDER A. et BEHREND R., 2002)

1.2.1. Naissance par accrétion : considérations générales

Définissons d'abord le temps dynamique : $t_{dyn} = \frac{\sqrt{3\pi}}{\sqrt{32G\bar{\rho}}}$, où $\bar{\rho}$ est la densité initiale moyenne du nuage de gaz (à la limite de Jeans³) et le temps caractéristique de Kelvin-Helmholtz : $t_{KH} = \frac{GM^2}{RL}$, où L est la luminosité. (MAEDER A. et BEHREND R., 2002)

- Pour les étoiles de masse inférieure à $10 M_{\odot}$, $t_{dyn} < t_{KH}$. Donc le processus d'accrétion se termine avant que la contraction de la partie centrale de l'étoile n'ait enclenché les réactions nucléaires. L'influence de la pression de radiation étant faible, on peut donc utiliser un modèle d'accrétion à masse constante. (MAEDER A. et BEHREND R., 2002)

² Ceci est dû à la modification de l'opacité induite par les métaux. L'opacité sera d'autant plus grande qu'il y a de métaux (dans les transitions lié-libre, l'opacité peut être approximée par la relation de Kramers : $\kappa = 4,34 \cdot 10^{24} Z(1+X)\rho T^{-3,5}$, où Z est la fraction en masse de métaux, X la fraction en hydrogène et ρ la densité). (DUPRET M.-A., 2008)

³ L'instabilité de Jeans traduit le fait que la pression interne d'un nuage de gaz n'est plus suffisante pour empêcher l'effondrement gravitationnel. On peut l'exprimer sous la forme : $t_{ff} < t_{son} \longrightarrow (\rho G)^{-1/2} < R/c_s$, où R est le rayon du nuage de gaz, c_s , la vitesse du son dans ce gaz et ρ la densité. (DUPRET M.-A., 2008)

- Pour les étoiles d'une masse supérieure à $8-10 M_{\odot}$, $t_{dyn} > t_{KH}$. L'accrétion n'est pas finie avant le début des réactions thermonucléaires. Or, lorsque les réactions nucléaires s'enclenchent, l'étoile commence à éjecter de la matière par pression de radiation. Il faut donc que le taux d'accrétion soit supérieur au taux d'éjection pour que l'étoile puisse continuer à se développer. (MAEDER A. et BEHREND R., 2002)

Cette condition peut s'écrire : $M_* = \int_0^t [\dot{M}_{acc}(t') - \dot{M}_{ej}(t')] dt' \geq 10 M_{\odot}$

Cela signifie que : $\frac{GM_*}{r^2} > \kappa \frac{L}{4\pi r^2 c}$, avec $L = L_{acc} + L_*$ et $L_* \propto M_*^{3.2}$ pour

$0,01 M_{\odot} < M < 100 M_{\odot}$.

Autrement dit, il faut que l'opacité respecte l'inégalité suivante :

$$\kappa < 130 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1} \left[\frac{M_*}{10 M_{\odot}} \right] \left[\frac{L}{1000 L_{\odot}} \right]^{-1}$$

Le terme L_{acc} traduit la luminosité émise par perte d'énergie cinétique de la matière accrétée. (YORKE H.W., 2003)

Deux facteurs peuvent permettre de respecter cette condition :

- a) κ a une valeur nettement inférieure à la valeur de l'opacité du milieu interstellaire dans le domaine optique et UV. Ceci peut se produire soit si le champ de radiation vu par la matière en accrétion est décalé de l'optique/UV vers l'infra rouge lointain, soit si la taille moyenne des grains de poussière augmente, soit encore si la plupart des poussières sont détruites. Une autre possibilité est l'accrétion de « bulles » optiquement denses.
- b) Une réduction de la luminosité effective. Des oscillations de la luminosité autour de la limite d'Eddington⁴ se produiraient et l'accrétion serait alors permise durant des phases de faible luminosité. Ainsi, même si le critère d'Eddington n'est pas respecté localement, de la matière peut encore s'accréter. Sans entrer plus dans les détails, la pression de radiation serait anisotrope et sa valeur dans le plan équatorial serait plus faible que dans la région polaire, permettant ainsi une accrétion équatoriale.

Notons qu'une augmentation de la gravité pourrait aussi influencer la relation. (YORKE H.W., 2003)

⁴ Limite au-delà de laquelle la pression de radiation d'une étoile est supérieure à la gravité. (DUPRET M.-A., 2008)

- **Zone centrale**

Même si les effets de l'éjection de matière sont sujets à d'importantes incertitudes, la zone centrale du disque d'accrétion ressemble probablement très fort à la situation suivante : la pression de radiation et le vent stellaire s'évacueraient principalement par les zones polaires. A l'interface entre ces flux sortants supersoniques et la région subsonique dense H II, une partie de la matière serait éjectée mais il est peu probable que cela empêche tout flux entrant dans le plan équatorial. Au-delà du rayon de destruction de poussières $r_{dust} = 25UA \left(\frac{M_*}{30M_\odot} \right)^{1,6}$, l'opacité du disque diminue et la matière qui le compose n'est plus facilement stoppée par la radiation. Au-delà de $r_{evap} = 130UA \left(\frac{M_*}{30M_\odot} \right)$, la vitesse d'échappement est inférieure à 10 km/s et le disque perd sa matière par photo-évaporation sur une échelle de temps de l'ordre de 10^5 ans. Cet ordre de grandeur est le même que celui de l'accrétion, ces effets compétitifs déterminent donc la masse finale de l'étoile. (YORKE H.W., 2003)

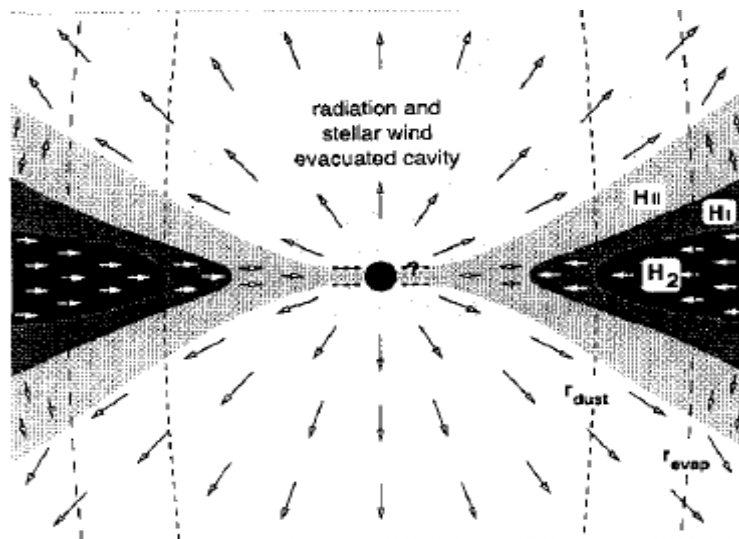


Figure 3 : Structure du disque d'accrétion d'une proto-étoile (YORKE H.W., 2003)

1.2.2. Naissance par accrétion : un exemple simple

Après avoir souligné les conditions à respecter pour obtenir une étoile massive par ce scénario, voici un résumé d'un modèle simple à taux d'accrétion constant proposé par BEECH & MITALAS (1994). Ce scénario est problématique car le temps mis pour créer une étoile d'environ 100 masses solaires serait supérieur au temps mis par l'étoile pour se consumer mais il permet de se faire une idée de la genèse des étoiles massives. De nouveaux modèles, plus réalistes, proposent que le taux d'accrétion augmente avec la masse de la proto-étoile et tiennent compte d'autres facteurs importants comme la rotation du nuage de gaz, le champ magnétique de la protoétoile,... (BEECH M. et MITALAS R., 1994)

Dans ce modèle « de base », les auteurs partent d'une protoétoile complètement convective avec un cœur brûlant du deutérium, d'une masse solaire et dont le taux d'accrétion est constant (de l'ordre de $10^{-5} M_{\odot} / an$). Les différentes phases évolutives sont les suivantes :

- a) Evolution de $1 M_{\odot}$ à $8,5 M_{\odot}$: durant cette évolution, la protoétoile passe par 4 phases d'équilibre interne différentes : d'abord, en équilibre pleinement convectif, ensuite une région radiative croissante apparaît autour du cœur. A environ $7 M_{\odot}$, l'équilibre est complètement radiatif et l'hydrogène commence à être consommé. Ceci est accompagné d'une augmentation de luminosité et température. Enfin, on voit apparaître un cœur convectif et une enveloppe radiative. Lorsqu'on atteint la masse de $8,5 M_{\odot}$, on rejoint le modèle ZAMS (zero age main sequence ou séquence principale d'âge zéro dans le diagramme HR).
- b) Evolution de $8,5 M_{\odot}$ à $30 M_{\odot}$.
Jusqu'à environ $15 M_{\odot}$, le modèle suit la courbe ZAMS de même masse. Au-delà, cependant, des différences apparaissent. La luminosité est plus élevée avec une température effective plus faible et un cœur convectif plus petit.

En conclusion, on définit la ligne supérieure de naissance stellaire (upper stellar birth line, USBL) comme la région du diagramme HR au-delà de laquelle une étoile massive, formée par accrétion, devient optiquement visible. Une étoile massive commencera donc son évolution de séquence principale à partir de la USBL plutôt qu'à partir de la ZAMS. (BEECH M. et MITALAS R., 1994)

Nous n'entrerons pas plus avant dans les détails des différents modèles tentant d'expliquer la formation de ces étoiles. Ceux-ci font encore débat et il n'y a pas encore à l'heure actuelle de vrai consensus. Les modèles expliquant la formation d'étoiles massives doubles sont encore plus complexes et encore moins bien compris, c'est pourquoi nous n'en parlerons pas. Certains faits sont cependant à souligner : plus on réalise d'observations et plus elles sont précises, plus on découvre des étoiles massives binaires. De plus, ces binaires présentent, le plus souvent, des rapports de masse proche de l'unité. Enfin, les périodes de révolution de ces binaires massives sont très souvent nettement plus courtes que les périodes des binaires de plus petites masses⁵. (KROUPA P., 2004) (VANBEVEREN D., 2009)

⁵ Cette dernière observation ne pourrait être qu'un biais observationnel dû à l'élargissement des raies spectrales des étoiles massives qui rend extrêmement difficile la détection d'étoiles binaires à grande période de révolution. (RAUW G., *comm. pers.*)

1.3. Evolution des étoiles massives

L'évolution des étoiles massives après leur formation est tout aussi complexe que leur naissance. Cette évolution est dictée, au moins en partie, par la présence ou non d'un compagnon.

La perte de masse par vent stellaire est un facteur déterminant dans leur évolution. Le schéma évolutif le plus accepté (scénario de Conti) se déroule comme suit : on a d'abord la séquence principale des étoiles OB, ensuite on a soit une phase LBV (géante bleue à luminosité variable), soit une phase YSG ou RSG (super-géante jaune ou rouge) et finalement la phase WR (Wolf-Rayet). (VANBEVEREN D., 2009) (NAZE Y., 2006) (PROUST D. et BREYSACHER J., 1996)

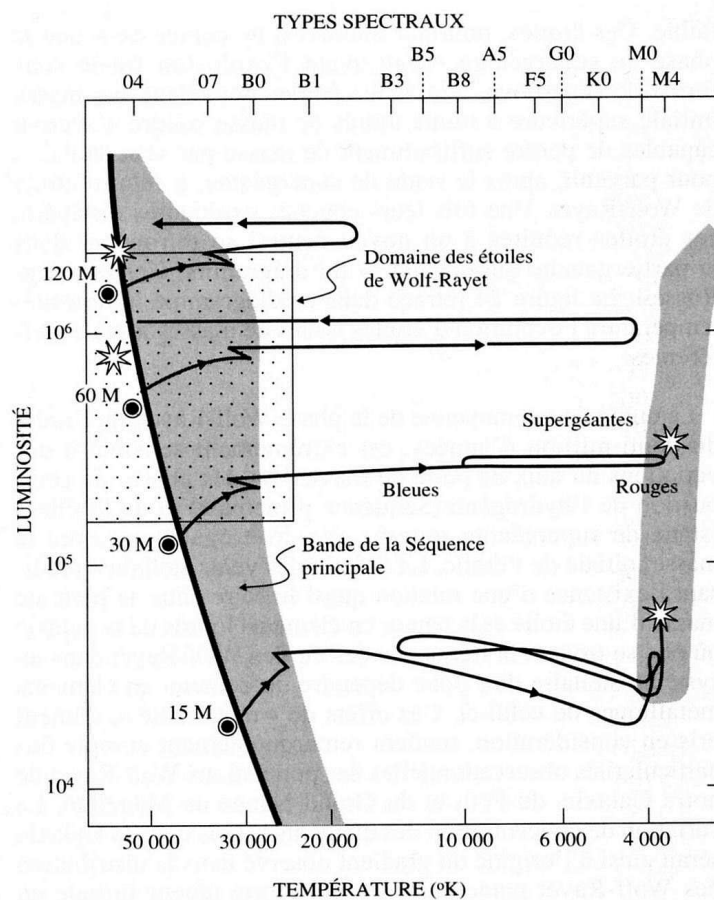


Figure 24. Représentation dans le diagramme Hertzsprung-Russell des chemins évolutifs calculés par l'astrophysicien suisse A. Maeder pour des étoiles de 15, 30, 60 et 120 masses solaires. L'évolution tient compte de la perte de masse par vents stellaires. La luminosité du Soleil est prise comme unité.

Figure 4 : Evolution des étoiles massives dans le diagramme HR (PROUST D. et BREYSACHER J., 1996)

1.3.1. Géante bleue (OB stars)

Pour ces étoiles, le taux de perte de masse a été évalué par PULS *et al.* (1996) pour 24 étoiles de type spectral O3 à O9,5. La relation suivante a été obtenue :

$$\log \dot{M} = 1,67 \log L - 1,55 \log T_{eff} - 8,29$$

On constate que plus la luminosité et la température effective sont importantes plus le taux de perte de masse est important. (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998) (VINK, J.S., 2008)

Cependant, les taux de perte de masse des étoiles de type O dont la masse initiale est supérieure à 30-40 masses solaires sont incertains d'au moins un facteur 2. Cette incertitude existe depuis plusieurs années et est problématique car ces taux sont importants pour déterminer l'évolution de l'étoile. Notons aussi que la vitesse des vents stellaires est très élevée, de l'ordre de 2000 km/s. (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998) (RAUW G., *comm. pers.*)

Durant cette phase, l'étoile consomme de l'hydrogène dans son cœur (CHB : core hydrogen burning). La durée de cette phase dépend essentiellement de la masse initiale de l'étoile. En effet, pour des raisons de stabilité interne, plus une étoile est massive plus elle doit consommer rapidement son carburant (principalement l'hydrogène dans cette phase, voir précédemment). (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998)

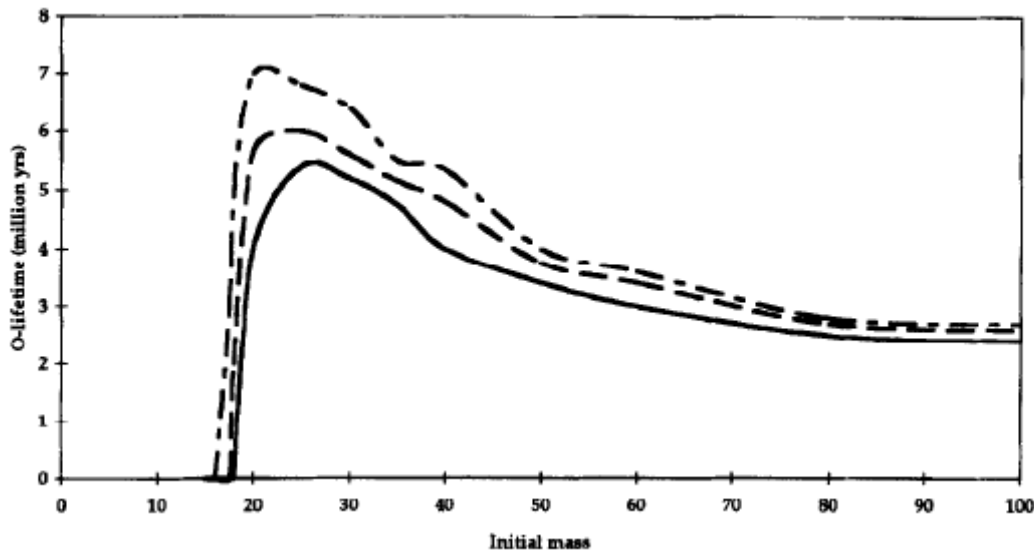


Figure 5 : Temps de vie d'une étoile O en fonction de sa masse initiale (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998)

1.3.2. LBV (Luminous Blue Variable)

Les étoiles bleues à luminosité variable sont très chaudes (de 12 à 30 kK), très lumineuses (de l'ordre de $10^6 L_{\odot}$) et instables. Elles donnent lieu à des éruptions irrégulières qui peuvent parfois être de grande envergure. Ces étoiles sont à la fin de leur période de combustion de l'hydrogène (CHB). On note, parfois, la présence d'une coquille dans laquelle l'hydrogène se consume. Les pertes de masse se font essentiellement par vent stellaire ($\dot{M} \approx 10^{-7} - 10^{-4} M_{\odot} / an$) et par éruptions ($10^{-3} - 10^{-2} M_{\odot} / an$ ou / *éjection*). Les vitesses d'éjection sont de l'ordre de quelques centaines de km/s. Ce vent et ces éruptions sont très forts et peuvent éjecter temporairement des quantités très importantes de masse sur des temps très courts (η Car, par exemple). (HUMPHREYS R.M. et DAVIDSON K., 1994) (VINK, J.S., 2008) (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998) (VANBEVEREN D., 2009)

On distingue deux types de LBV : celles ayant une luminosité plus grande que la luminosité de RSG et celles ayant une luminosité inférieure (plus faible amplitude de variabilité, plus

faible taux de perte de masse). Le taux d'éjection exacte est mal connu mais une étoile de magnitude bolométrique⁶ inférieure à -9,5 (étoile de masse initiale supérieure à $40 M_{\odot}$) doit avoir un taux d'éjection suffisamment important pour empêcher une grande expansion⁷. Ce taux doit donc être important. Les étoiles LBV sont assez mal comprises et cette phase n'est peut-être pas bien délimitée dans le temps, une étoile pouvant osciller entre LBV et WR ou LBV et O. La durée de vie peut, cependant, être estimée à 25 000 ans. (HUMPHREYS R.M. et DAVIDSON K., 1994) (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998) (RAUW G., *comm. pers.*)

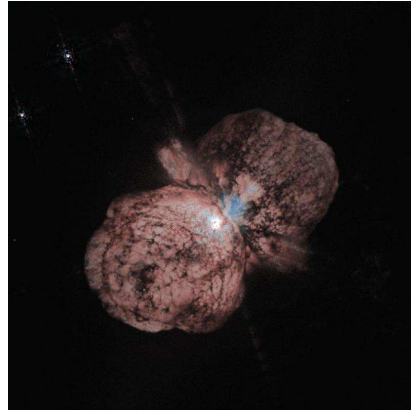


Figure 6 : η Carinae entourée de la nébuleuse éjectée lors de la Grande Eruption de 1843

1.3.3. Super Géante Rouge ou Jaune (RSG et YSG)

Ces étoiles super géantes sont des étoiles massives dont $\log T_{eff} \leq 4$ et de luminosité $\log L \approx 5,4$. Elles sont dans une phase de combustion d'hélium dans leur cœur (CHeB). Les pertes par vent stellaire sont assez faibles avec une vitesse de l'ordre de 10km/s. Les taux observés sont cependant incertains. On peut, probablement, évaluer le taux de perte de masse par :

$$\log(-\dot{M}) = 0,8 \log L - 8,7$$

De telles étoiles ont encore une enveloppe riche en hydrogène et leur temps de vie estimé dépend fortement de la façon dont on traite la convection mais est souvent très court (de l'ordre de 10^4 ans). (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998)

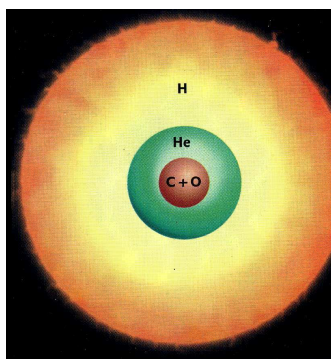


Figure 7 : Composition chimique et structure d'une étoile YSG/RSG

⁶ Magnitude bolométrique : magnitude d'une étoile calculée en prenant compte de la totalité du spectre EM.

⁷ Ce taux doit être tel que la masse de l'étoile reste sous la limite d'Eddington.

1.3.4. Wolf Rayet (WR)

Lorsqu'une étoile massive a perdu ses couches riches en hydrogène par éjection de matière et vent stellaire (voir phase LBV), elle devient une étoile Wolf Rayet (WR). Cette catégorie d'étoiles consomme de l'hélium dans son cœur (CHeB : core helium burning). Ces étoiles présentent un spectre très particulier qui dénote une composition faible en hydrogène mais riche en azote (WN) ou carbone (WC). Elles sont aussi caractérisées par un fort taux de perte de masse et une atmosphère stellaire très étendue. Des études récentes prouvent que cette atmosphère est plutôt inhomogène et les vents stellaires associés le sont aussi. Ces vents stellaires ont une vitesse de l'ordre de plusieurs centaines de km/s voire de plusieurs milliers. Le taux de perte de masse est de l'ordre de $10^{-5} M_{\odot} / an$. Il pourrait également vérifier la relation suivante :

$$\log(-\dot{M}) = \log L - 10$$

Néanmoins, la métallicité de l'étoile ainsi que la façon de traiter l'inhomogénéité des vents stellaires influencent fortement ce taux de perte de masse. Une incertitude d'au moins un facteur 2 existe donc. (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998)

De plus, on peut classer les étoiles Wolf Rayet en deux catégories : l'une riche en carbone (WC) et l'autre riche en azote (WN). Soulignons le fait qu'une étoile WN évolue vers une WC. La luminosité des étoiles WR est de l'ordre de : $\log \frac{L}{L_{\odot}} \geq 5$. Leur température effective, bien que mal connue serait comprise entre 25 et 50 kK ($\log T_{eff} \geq 4,5$). Quelques rares objets pourraient même excéder les 100kK. La durée de vie d'une étoile WR est très courte et dépend très fortement du taux de perte de masse mais peut être estimé à un demi million d'années. (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998) (PROUST D. et BREYSACHER J., 1996) (NAZE Y., 2006)

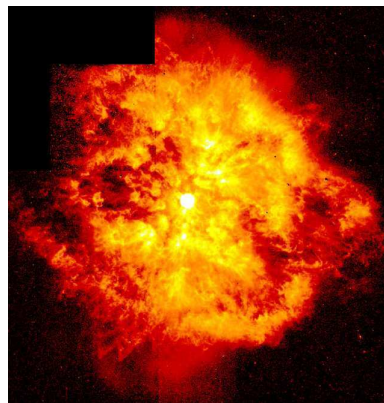


Figure 8 : WR124, étoile WR entourée de son épaisse et très étendue atmosphère (NAZE Y., 2006)

1.3.5. Supernova

Le stade final d'une étoile massive est l'explosion en supernova. Une fois que l'étoile a brûlé tout son carburant et a formé du fer en son centre, il n'est plus possible à l'étoile de thermosynthétiser des éléments plus lourds. Elle va donc s'effondrer sur elle-même. Cet effondrement enclenche la photodésintégration du fer en hélium si bien que l'étoile se contracte en chute libre, toute son énergie étant utilisée par cette photodissociation. On va alors distinguer trois parties dans l'étoile : le cœur, très chaud (plusieurs milliards de degrés) dans lequel l'équilibre thermodynamique est réalisé par production des éléments du groupe du

fer⁸ ; une région moyenne et une région périphérique. A cause de la contraction, la température de la région moyenne augmente et des éléments comme l'oxygène, le carbone, le néon,... réagissent rapidement et forment des éléments lourds. Une onde de choc due à l'effondrement du cœur se forme et emporte les couches externes et, avec elles, la quasi-totalité de la masse de l'étoile. Notons que la luminosité des supernovæ est telle qu'on la compare à celle de la galaxie tout entière. Le cœur lui, n'est plus soumis qu'à la gravité à tel point que la fusion des protons et des électrons intervient. L'étoile devient donc une étoile à neutrons. Si sa masse est très importante⁹, la phase de contraction continue et l'étoile devient alors un trou noir. Ces étoiles à neutrons et trous noirs seraient responsables d'une partie des sursauts gamma¹⁰, évènements des plus lumineux. (PROUST D. et BREYSACHER J., 1996)

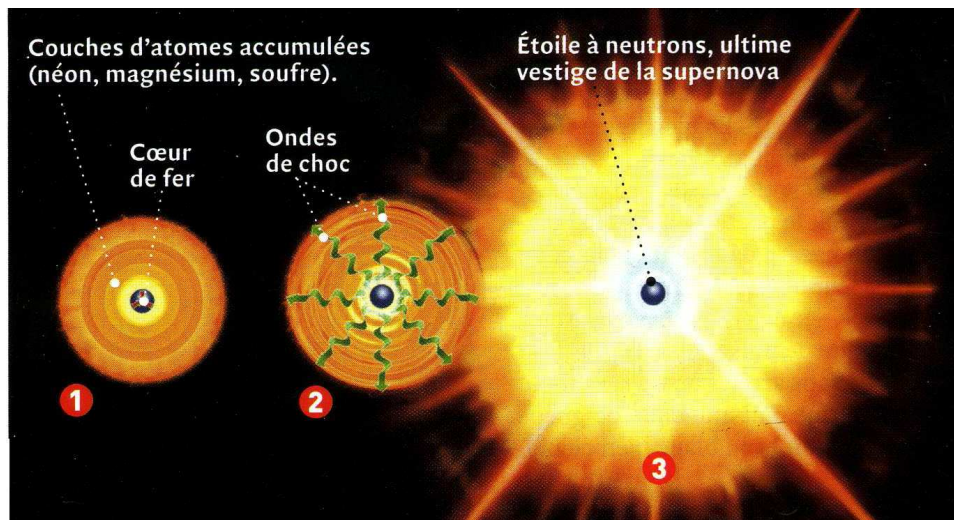


Figure 9 : Formation d'une supernova

1.3.6. Etoiles massives binaires

L'étude de l'évolution des étoiles massives binaires est, il faut le reconnaître, très complexe. De nombreux effets supplémentaires entrent en jeu comme notamment, les transferts de masse d'une étoile vers son compagnon¹¹. L'idée générale d'un schéma O→LBV/RSG→WN→WC→SN, reste plus ou moins cohérente, mais les valeurs des taux de perte de masse, de luminosité, ... doivent être corrigées et sont en réalité peu connues. On soulignera, à nouveau, le fait que les étoiles binaires massives ont souvent un rapport de masse proche de l'unité. (VANBEVEREN D. *et al.*, 1998) (VANBEVEREN D., 2009)

⁸ Il y a, en réalité compétition et équilibre entre les effets photo dissociatif et productif. Lors de l'effondrement, cet équilibre finit par se déstabiliser et la photodissociation devient plus importante.

⁹ La masse maximale du cœur pour former une étoile à neutrons est d'environ 3,3 masses solaires (limite d'Oppenheimer-Volkof) au-delà de cette masse, un trou noir stellaire se formera.

¹⁰ Les sursauts gamma sont des brèves émissions de rayons γ , d'une durée de quelques millisecondes à plusieurs minutes. Ces sursauts mettent en jeu des énergies énormes qui pourraient provenir d'étoiles à neutrons, trous noirs ou d'hypernovæ. Lors de l'explosion finale de l'étoile, la gravité serait telle que les couches externes ne seraient pas expulsées et cette énergie gravitationnelle supplémentaire serait transformée en rayonnement et chaleur lors de l'effondrement de l'étoile.

¹¹ Lorsque le volume d'une étoile dépasse le volume du lobe de Roche (équipotentielle de Roche passant par le point de Lagrange L1), la matière au-delà de L1 n'est plus soumise à l'influence gravitationnelle de son étoile d'origine mais à celle de l'étoile compagnon, on a donc un transfert de masse de l'une vers l'autre. (RAUW G., *comm. pers.*)

1.4. Interaction et enrichissement du milieu stellaire par les étoiles massives.

Les étoiles massives ont un impact très important sur le milieu interstellaire et l'univers tout entier. Nous aborderons ici quelques aspects de ces influences : l'impact du rayonnement UV, les vents stellaires, l'enrichissement en métaux lourds.

1.4.1. Impact du rayonnement UV

Les étoiles massives ont, comme nous l'avons écrit précédemment, leur pic d'émission dans l'UV. Ce rayonnement est assez énergétique pour ioniser le milieu interstellaire autour de l'étoile. Ainsi, par exemple, les étoiles massives des premières générations pourraient être à l'origine de la ré-ionisation de l'Univers primordial. (PROUST D. et BREYSACHER J., 1996) (NAZE Y., 2006)

1.4.2. Vents stellaires

L'énergie libérée par les vents stellaires tout au long de la vie d'une étoile massive est très importante et peut même être comparée à celle de la supernova finale. Ces vents façonnent le milieu interstellaire en formant une sorte de bulle plus ou moins sphérique (rappelons que les vents stellaires ne sont pas forcément homogènes) autour de l'étoile. Ces bulles sont délimitées par un choc hydrodynamique qui progresse dans le milieu interstellaire. De tels chocs, de par leur inhomogénéité et leur variabilité, entraînent des modifications de densité des nuages de gaz interstellaire, conduisant même à la formation de nouvelles étoiles. (NAZE Y., 2006)

1.4.3. Enrichissement de l'Univers en métaux lourds

Ce dernier point nous semble particulièrement important. En effet, la nucléosynthèse primordiale de l'Univers n'a formé que des éléments légers. Au-delà du 7-Lithium, aucun élément n'a été formé jusqu'à l'apparition des premières étoiles massives. Les éléments plus lourds ont donc été formés dans les étoiles massives et les supernovae. Comprendre leur création apporte une meilleure compréhension de la formation et de l'évolution des étoiles massives et moins massives des générations suivantes. La présence d'éléments lourds elle-même est intéressante puisque sans eux la vie n'aurait pas vu le jour. (PROUST D. et BREYSACHER J., 1996)

Reprenons les différentes étapes de l'évolution d'une étoile massive. Lorsqu'elle se situe sur la séquence principale (étoile OB), elle ne transforme que de l'hydrogène en hélium. Jusque là rien de très extraordinaire. Lors de la phase RSG/YSG ou WR, l'étoile consomme son hélium et le transforme en carbone¹². Notons que si les étoiles de plus faible masse peuvent entrer dans cette phase, la production de ces éléments un peu plus lourds est faible en comparaison à ce que forme une étoile massive. Durant la phase WR, le cœur de l'étoile forme tous les éléments jusqu'au fer. Le fer étant l'élément le plus stable d'un point de vue nucléaire, l'étoile ne peut le transformer en autre chose. Lorsque la masse de fer dépasse la

¹² $4\text{He} + 4\text{He} \longrightarrow ({}^8\text{Be})^* + \gamma$ et $4\text{He} + ({}^8\text{Be})^* \longrightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$

masse limite de Chandrasekhar¹³, l'étoile s'effondre donc sur elle-même et un choc se forme. Ce choc conduit à une supernova. L'onde de choc chauffe les régions internes de l'étoile à des températures extrêmes et une nucléosynthèse explosive se produit. Ensuite, l'effondrement, qui peut conduire à la formation d'une étoile à neutrons, est accompagné d'un fort flux de neutrinos qui contribuent à la nucléosynthèse. Ces stades, très brefs mais très énergétiques, permettent de créer les éléments les plus lourds du tableau périodique. L'explosion de la supernova permet alors de disséminer ces éléments dans le milieu interstellaire. (HEGERA *et al.*, 2003) (PRANTZOS N., 2000)

En conclusion, l'enrichissement du milieu interstellaire par les étoiles massives a non seulement permis à la vie d'apparaître, mais a aussi modifié profondément la composition de l'univers et donc l'évolution de celui-ci.

¹³ Masse limite de Chandrasekhar : $M_{ch} = 1,459 \left(\frac{2}{\mu_e} \right)^2 M_{\odot}$ où μ_e est le poids moléculaire par électron.
(DUPRET M.-A., 2008)

1.5. L'observation des étoiles massives et la mission GAIA

Force est de constater que l'observation, nécessaire à l'étude de nombreux aspects de ces astres, ne peut se faire que dans l'espace, hors de notre atmosphère opaque aux UV. Cette contrainte demande, dès lors, de nombreux efforts aux scientifiques et ingénieurs pour développer des outils d'observation performants et des nouvelles technologies qui, elles, peuvent s'avérer utiles.

Avant de terminer cette première partie, nous souhaiterions, sur base du travail de BARBOSA ET FIGER (2005), énoncer dix grandes questions sur les étoiles massives auxquelles GAIA pourrait apporter des éléments de réponse :

1. Comment les étoiles massives se forment-elles ?

Voici la première grande question à laquelle les scientifiques tentent de répondre. Le scénario de l'accrétion ou celui des collisions ou les deux ? L'observation de disque proto-stellaire pourrait aider les scientifiques à trancher.

2. Comment les étoiles massives évoluent-elles ?

De nombreux paramètres interviennent dans cette évolution (voir questions 4, 5 et 6 notamment). Observer plus d'étoiles massives à différentes étapes de leur évolution permettra de mieux définir cette dernière. On pourra peut-être définir ce qui cause les éruptions des LBV, par exemple, ou préciser les durées des différents stades évolutifs.

3. Comment les astres massifs meurent-ils ?

De grandes incertitudes demeurent sur la fin de vie des étoiles massives. Comment explosent-elles ? Quelle fraction de leur masse est éjectée dans l'explosion ? Quelle fraction d'entre elles émettra des sursauts gamma et/ou finira en hypernova ?

4. Quelle est l'influence de la métallicité sur la naissance, l'évolution et la fin des étoiles massives ? Comment s'est formée et développée la première génération d'étoiles dans un milieu sans métaux ?

5. Quel rôle joue la rotation des étoiles massives sur leur évolution ?

6. Quel est l'impact des poussières sur cette évolution ?

La métallicité, la rotation et les poussières semblent être trois facteurs déterminants dans la formation, l'évolution et la fin des étoiles massives. Pourtant, ces facteurs sont mal compris et il est difficile de les introduire dans les modèles numériques. Une meilleure observation et une observation d'un plus grand nombre d'étoiles pourraient apporter des indications sur leur impact et permettre aux théoriciens d'affiner leur modèle. Dès lors, c'est notre compréhension globale qui en profiterait.

7. Où sont situées les étoiles massives ? A quelle distance ?

Voilà bien une question à laquelle GAIA va répondre. On pourrait même dire que GAIA a été conçu pour ça, mais cela serait réducteur pour une telle mission.

8. Quelle est la proportion d'étoiles massives binaires ? Se forment-elles toujours dans des amas ?

A nouveau, la complexité du problème des étoiles binaires et multiples dans les amas est énorme. Il existe de nombreuses influences entre les différents corps et les astrophysiciens manquent de données pour compléter leur modèle. Ici encore, GAIA va contribuer de façon importante à la résolution de cette question.

9. *Quels sont les taux de pertes de masses ?*

L'impact des vents sur le milieu interstellaire est très important. Dès lors, mieux les connaître, c'est mieux connaître le milieu interstellaire. Sans compter leur importance dans l'évolution des étoiles.

10. *Y a-t-il une masse maximale pour les étoiles ? Quelle est la forme de l'IMF ?*

Dans notre galaxie, l'IMF semble être une loi universelle. Pourtant les conditions régnant au sein des jeunes amas sont fort différentes... Les prédictions actuelles prévoient une masse maximale pour les étoiles de l'ordre de $200 M_{\odot}$, pourtant les étoiles les plus massives observées sont de l'ordre de $100 M_{\odot}$. Y a-t-il une limite de masse ? Si oui à combien de masse solaire ? GAIA apportera, une fois de plus, des informations cruciales qui permettront de mieux connaître les populations stellaires des différents amas. (BARBOSA C.L. et FIGER D., 2005)

2. Gaia

GAIA (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics) est une mission de l'ESA (European Space Agency) très prometteuse et importante pour l'ensemble de la communauté astrophysique. Elle devrait permettre de réaliser des avancées significatives dans divers domaines de la physique : astronomie, astrophysique stellaire et planétaire, physique relativiste,... (ESA Sc&T, 2009) (RAUW G., 2009) (ESA Space Science, 2008)

2.1. *Petit historique de la mission*

La mission astrométrique GAIA a été proposée en 1993 pour devenir une des missions dites « Pierres Angulaires » du programme Horizon 2000+ de l'ESA. Cette mission astrométrique serait la suite directe de la mission Hipparcos (du nom de l'astronome Grec Hipparque et dont le nom signifie également High Precision Parallax Collecting Satellite) lancée en 1989. Cette première mission a connu un réel succès et a permis de réaliser un catalogue d'environ 118 000 étoiles. Ceci explique pourquoi le comité du programme Horizon 2000+ avait recommandé une mission astrométrique globale avec une précision de 10 μ -seconde d'arc pour une magnitude 15. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (GILMORE G. *et al.*, 1998) (MERAT P. *et al.*, 1999)

Quelques années plus tard, Matra Marconi Space (Toulouse, 1997-1998) démontre qu'une telle mission peut être réalisée vers 2009. Une étude des objectifs scientifiques est menée en parallèle sous la tutelle du Science Advisory Group. En septembre 2000, le Space Science Advisory Committee (SSAC) de l'ESA décide, dans une recommandation, que le projet GAIA, « Pierre Angulaire n°5 », soit poursuivi. La mission suit alors la procédure d'approbation de l'ESA jusqu'en 2007 où elle est finalement approuvée à l'unanimité par le Space Science Programme Committee (SSPC) avec un lancement prévu pour décembre 2011. C'est aussi en 2007 qu'un consortium est sélectionné (Data Processing and Analysis Consortium) pour le développement des logiciels d'analyse et de traitement des données. En 2006, les dépenses liées au projet atteignent les 557 M€. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (MERAT P. *et al.*, 1999)

A l'heure actuelle, la mission est toujours programmée pour un lancement en décembre 2011 vers une orbite autour du point de Lagrange L2. La durée des opérations du satellite devrait être de cinq ans (ESA Sc&T, 2009) (RAUW G., 2009) (MERAT P. *et al.*, 1999)

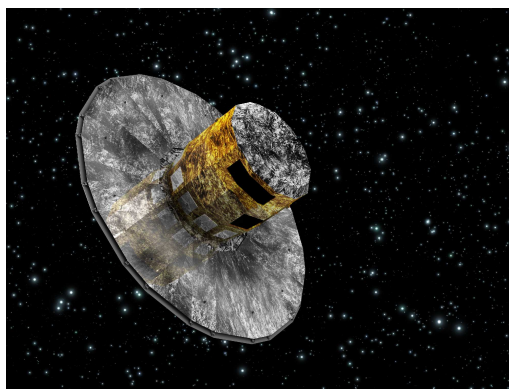


Figure 10: Vue d'artiste du satellite GAIA (ESA Sc&T, 2009)

2.2. Description de la mission et du satellite

La mission GAIA est, dans son essence, une mission astrométrique. L'astrométrie est, rappelons-le, la branche de l'astrophysique qui s'occupe des mesures des positions et des mouvements des astres sur la sphère céleste. On distingue l'astrométrie globale (ou à grand champ) de l'astrométrie locale (ou à petit champ). La première n'est pratiquement réalisée que par des satellites astrométriques et fournit des parallaxes absolues, la seconde est réalisée au sol et par le télescope spatial Hubble notamment, et donne des parallaxes relatives mesurées par rapport aux étoiles du champ. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (RAUW G., 2009) (ESA Space Science, 2008) (TURON C., 2008)

2.2.1. Objectifs de la mission

L'objectif principal de la mission est d'établir une carte 3D de notre galaxie : la Voie Lactée. Pour ce faire, la mission va recenser environ un milliard d'étoiles de la naine brune aux étoiles de Wolf-Rayet, ainsi que des naines blanches jusqu'aux planètes massives. Ce nombre de un milliard d'étoiles représente environ 1% des étoiles de notre galaxie. Le satellite a été optimisé pour rencontrer cet objectif et observera donc les corps célestes jusqu'à la magnitude 20. Chaque objet devrait être observé plusieurs fois durant la durée de la mission (5 ans). GAIA est également équipé d'un canal spectro-photométrique et d'un canal spectroscopique qui compléteront l'information astrométrique et permettront notamment de déterminer des paramètres astrophysiques de base comme la température, une estimation de la masse,... Ces informations nous aideront alors à mieux expliquer les processus d'évolution des étoiles de toutes masses, de mieux décrire la structure de la galaxie et les relations entre étoiles. Soulignons ici la précision qui sera atteinte par GAIA : mesure de distance à 10% près jusqu'à au moins 10 kpc, mesure de vitesse à quelques km/s jusqu'à 20 kpc et une précision astrométrique de 10 μ as à $V = 15$. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (RAUW G., 2009) (ESA Space Science, 2008) (MERAT P. *et al.*, 1999) (TURON C., 2008)

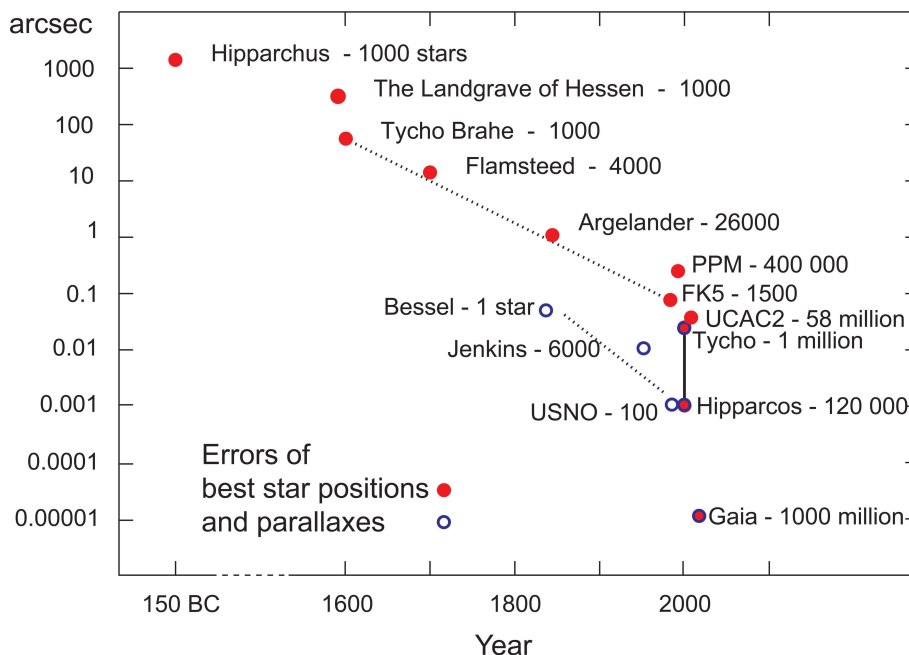


Figure 11: Evolution de la précision astrométrique en fonction du temps (ESA Sc&T, 2009)

D'autres objectifs ont aussi été définis :

- ***Physique galactique***

GAIA devrait aider à mieux comprendre l'histoire de notre galaxie, c'est-à-dire sa formation et son évolution. L'étude spectroscopique des objets observés permettra également de mieux décrire les populations stellaires dans les différentes parties de la galaxie, d'en évaluer l'âge et la structure. L'étude de ces paramètres fournira des informations importantes pour décrire l'évolution des étoiles et, donc, de la Voie Lactée, en identifiant notamment les compositions chimiques d'amas stellaires locaux.

- ***Systèmes exo-planétaires***

La précision de GAIA permettra de détecter des exo-planètes et peut-être même des systèmes complets d'exo-planètes dans un rayon de 150 AL autour du Soleil. On espère détecter des planètes jupitériennes de période orbitale de 1,5 à 9 ans. Cette détection sera possible par la mesure des petites perturbations d'orbite d'une étoile par la planète. Entre 10 000 et 50 000 planètes devraient être découvertes par cette méthode astrométrique. De plus, l'instrument photométrique devrait lui aussi détecter des transits planétaires.

- ***Physique stellaire***

En plus de la détermination des paramètres fondamentaux (luminosité absolue, masse, diamètre,...) des étoiles de tous types, de la détermination de leur âge et de leur phase d'évolution, des zones de formation stellaire, de la confrontation théorie-modèle de structure et évolution des étoiles, de la détection de binaires, de la variabilité, GAIA permettra aussi d'affiner notre connaissance du diagramme HR et des effets de métallicité, d'abondance,... Mais ce n'est pas tout, la mission devrait lever le voile sur une catégorie d'objets qu'on appelle naines brunes : pseudo-étoiles, trop petites pour enclencher les réactions de fusion de l'hydrogène. On espère détecter ces objets en orbite autour d'autres étoiles et en grande quantité (comme cela est prévu par la théorie). GAIA devrait donc, en théorie, découvrir plusieurs dizaines de milliers de ces naines brunes.

- ***Système solaire***

Revenons un instant dans notre propre système solaire. De nouvelles informations devraient aussi être rapportées sur des petits corps comme des astéroïdes, comètes,... GAIA contribuera à la détection de ces objets grâce à son incroyable sensibilité aux objets peu lumineux et mouvants. A nouveau, on espère détecter plusieurs dizaines de milliers de planètes naines, astéroïdes, comètes,... orbitant dans le voisinage de la Terre, Mars et Vénus, mais aussi dans la ceinture principale d'astéroïdes ou encore dans la ceinture de Kuiper. GAIA permettra aussi de caractériser ces corps : masses, diamètres, satellites, binarités,... et de les classer à partir de la photométrie multicolore.

- **Observations d'autres galaxies**

Le sixième objectif de la mission sera d'observer des supernovae. Les calculs théoriques prédisent que, sur le temps de la mission (5 ans), la sonde spatiale devrait détecter quelque 100 000 explosions dans des galaxies distantes, avant qu'elles n'atteignent leur luminosité maximum. Ceci permettra aux astronomes d'être prêts à observer et étudier ces phénomènes et, par là, de mesurer les distances des galaxies hôtes. De plus, quelques millions de quasars devraient être détectés.¹⁴ L'observation de ces quasars permettra la réalisation du système de référence ICRS¹⁵ dans le visible.

- **Physique fondamentale**

Le dernier objectif important de GAIA sera de tester des notions de physique fondamentale comme la théorie de la relativité générale. A cause de la précision avec laquelle la mission observera les étoiles, les effets gravitationnels (lentille gravitationnelle notamment) se marqueront sur les données. La position des étoiles semblera se déplacer doucement. Ce mouvement sera détecté par GAIA et permettra de mesurer précisément cet effet. Les ondes gravitationnelles altèreront également la position apparente des étoiles. La mission pourrait donc mesurer une limite supérieure de leur amplitude. Un dernier point pourrait être testé : les variations séculaires de gravité ($\sim 10^{-12} - 10^{-13} \text{ an}^{-1}$). Celles-ci pourraient être mesurées en pointant des naines blanches et en mesurant leur luminosité (directement liée à leur force gravifique). En effet, si la force de gravité a décliné, alors la naine blanche sera moins lumineuse que prévu. Outre la théorie de la relativité générale, GAIA pourrait apporter des preuves supplémentaires de l'existence de la matière sombre en étudiant les interactions entre la Voie Lactée et ses galaxies satellites.

(ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (RAUW G., 2009) (ESA Space Science, 2008) (GILMORE G. *et al.*, 1998)

2.2.2. Satellite

Le satellite comprendra trois modules : un module service mécanique, un module service électrique et un module charge utile. Il pèsera environ 2 tonnes au lancement. (ESA Sc&T, 2009) (ESA Space Science, 2008) (TURON C., 2008)

Le module mécanique comprendra tous les composants mécaniques, structurels et thermiques. Il constituera le support des instruments et de l'électronique de bord. Il inclura aussi le système de micro-propulsion, le système de contrôle d'attitude, la couverture thermique¹⁶, les panneaux solaires et le bouclier solaire déployable¹⁷. Le module thermique sera optimisé pour garantir la stabilité de l'angle entre les deux télescopes nécessaires pour réaliser les objectifs scientifiques. Ce module aura une structure conique hexagonale. Il sera construit en aluminium couvert d'une structure sandwich en fibre de carbone plastique renforcée (CFPR) et d'un cône central supportant le réservoir de carburant. (ESA Sc&T, 2009) (MERAT P. *et al.*, 1999)

¹⁴ Un quasar est une source d'énergie EM (visible et radio) très éloignée et très puissante.

¹⁵ ICRS, ou *International Celestial Reference System* (système de référence céleste international), est un ensemble de conventions adoptées par l'Union astronomique internationale pour normaliser le système de coordonnées équatoriales.

¹⁶ Nécessaire à la protection des instruments scientifiques.

¹⁷ Ce bouclier plat et uniforme, toujours pointé vers le soleil, aura deux objectifs. Tout d'abord, il permettra de maintenir le module charge utile à -100°C, pour assurer la stabilité thermique des télescopes et, plus généralement, du système optique. Ensuite, il génèrera l'énergie du satellite, sa face inférieure étant couverte de panneaux solaires. Ce bouclier sera la seule structure déployable de GAIA, il sera divisé en douze panneaux repliés qui s'ouvriront dans l'espace en un disque plus ou moins circulaire d'environ 10 mètres de diamètre.

Le module électrique permettra de réaliser les opérations de pointage, de contrôler la puissance et la distribution électriques. Il sera aussi le cœur du traitement des données et des communications radio avec le sol. Le satellite devrait communiquer avec la Terre environ huit heures par jour. Pendant cet échange, il transmettra les données scientifiques enregistrées et les signaux télémétriques. Le système de transmission est assez faible mais devrait permettre de transmettre à un taux de ~ 5 Mbit/s sur une distance d'environ 1,5 million de kilomètres. Les deux stations au sol munies d'antenne radio (bande X) de 35 mètres seront situées à Cebreros (Espagne) et à New Norcia (Australie). Le centre de contrôle de GAIA sera basé à l'ESOC (European Space Operations Center) à Darmstadt (Allemagne). (ESA Sc&T, 2009) (MERAT P. *et al.*, 1999)

La charge utile sera logée dans une structure en forme de dôme hexagonal (couverture thermique) construite autour du banc optique et aura une taille d'environ 3 mètres de diamètre. Cette structure sera le support structurel des deux télescopes et de l'instrument « 3 en 1 » qui comprendra les trois fonctions : astrométrie, photométrie et spectrométrie. Ces trois fonctions utiliseront les deux mêmes télescopes et partageront le plan focal. Ce plan d'environ $0,5\text{m} \times 1\text{m}$ sera couvert de détecteurs CCD dédiés aux différents instruments. Cette structure contiendra également la majeure partie de l'électronique nécessaire au fonctionnement de l'instrument et au traitement des données brutes. Nous décrivons ces éléments plus précisément ci-après. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (MERAT P. *et al.*, 1999)

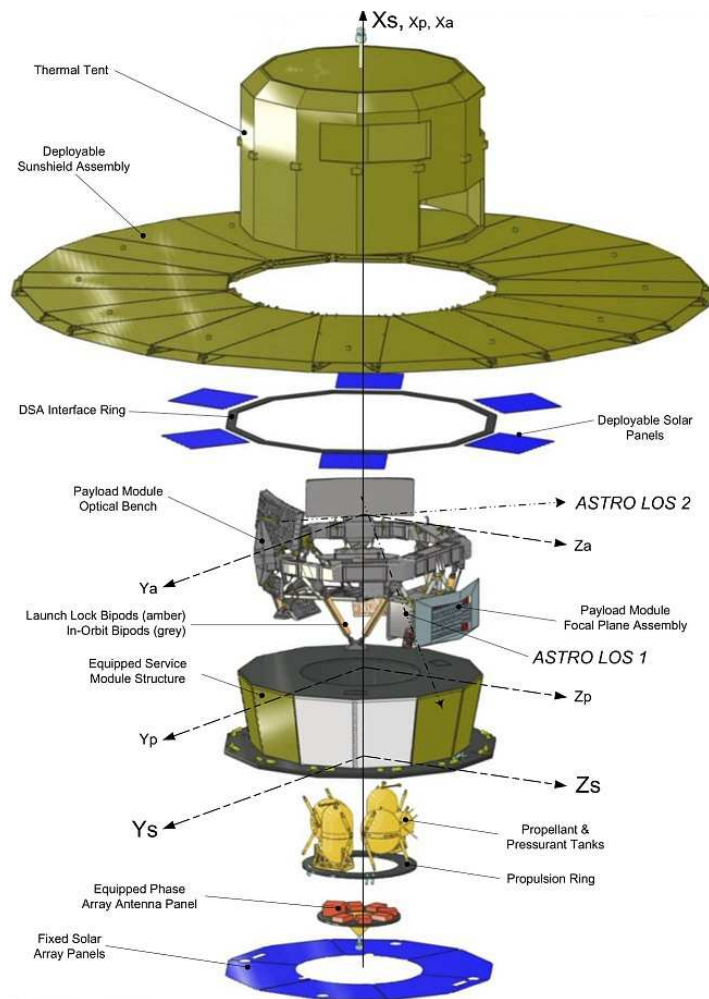


Figure 12: Eclaté du satellite (ESA Sc&T, 2009)

2.2.3. Description des éléments des modules services

- ***Contrôle thermique***

Le bouclier solaire est un des éléments clés du contrôle thermique du satellite. Il sera constitué de feuilles isolantes multicouches. Il sera attaché au module service et replié contre la charge utile pour le lancement. Après la séparation entre GAIA et le lanceur, le bouclier thermique sera déployé.

Un deuxième élément est la couverture thermique de la charge utile qui offrira une protection optimale contre les micrométéorites et radiations.

Notons également que la stabilité thermique sera principalement assurée passivement (utilisation de surfaces réfléchissantes, feuilles isolantes multicouches, peintures noires,..., position solaire relative constante et peu ou pas de coupure d'instruments).

- ***Puissance électrique***

L'approvisionnement électrique sera assuré par des panneaux solaires (12,8m²) de haute efficacité en arséniure de gallium. Une partie de ces derniers couvrira le bouclier solaire.

- ***Propulsion***

Le lanceur placera le satellite sur une orbite de transfert. La sonde utilisera ensuite un système de propulsion chimique (bi-propellant) pour atteindre le point L2. Après être arrivé en ce point, un ensemble (redondant) de micro-propulseurs contrôlera les mouvements de précession et de rotation du satellite. La maintenance de la régularité de l'orbite sera assurée par des propulseurs chimiques (gaz froid ou FEED : field emission electric propulsion).

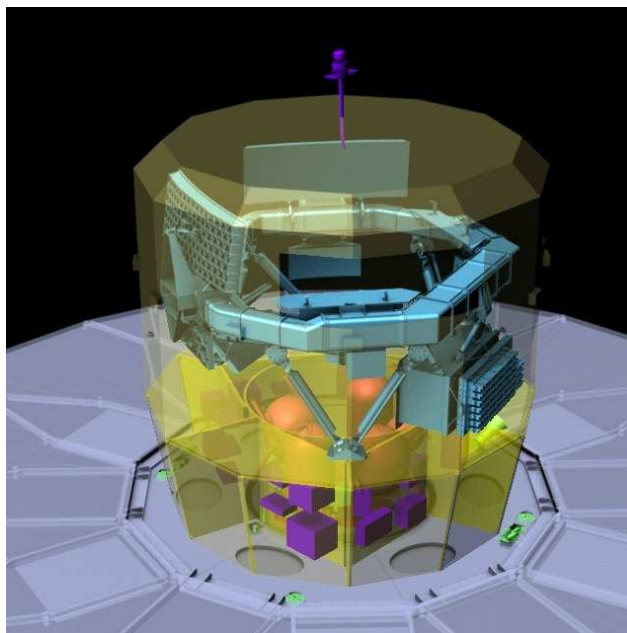


Figure13: Module service de GAIA (ESA Sc&T, 2009)

- **Contrôle d'attitude et d'orbite (AOCS)**

Les sous-systèmes de contrôle seront très précis. Cette fonctionnalité sera principalement assurée par l'instrument ASTRO, des gyroscopes à haute précision, trois senseurs solaires et un senseur à large champ de vue.

- **Communications**

Toutes les communications avec le sol se feront dans la bande X. Pour la télémétrie et les opérations de télécommande, une antenne à bas gain omnidirectionnelle de quelques kbps sera utilisée. Une antenne à haut gain sera utilisée pour transmettre les données scientifiques à un taux de l'ordre du Mbps. Cette antenne sera visible environ 8 heures par jour.

(ESA Sc&T, 2009) (MERAT P. *et al.*, 1999) (TURON C., 2008)

2.2.4. Position et trajectoire

GAIA sera placé sur une orbite de transfert par un lanceur Soyouz puis sera placé sur une orbite de type Lissajous autour du point de Lagrange L2. Ce point se situe à 1,5 million de kilomètres de la Terre dans la direction opposée au Soleil. Cette position a de nombreux avantages : un environnement gravifique faible, un éclairage solaire constant permettant une observation en continu, un environnement thermique stable. La période orbitale est d'environ 180 jours et ses dimensions 340 000x90 000 km. (ESA Sc&T, 2009)

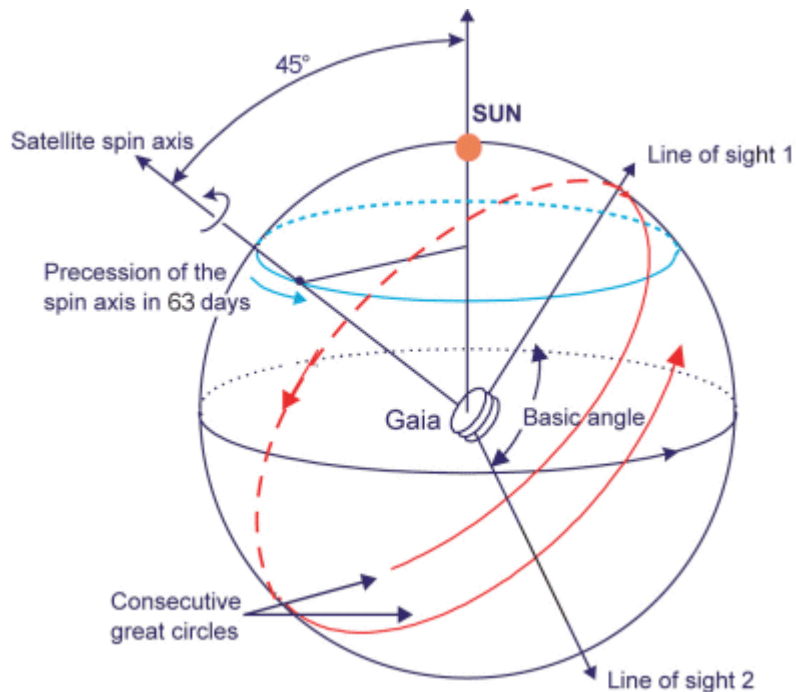


Figure 14 : Mouvement de rotation et de précession du satellite (ESA Sc&T, 2009)

Le satellite orbitera non seulement autour du point L2 mais tournera également sur lui-même de manière assez complexe. En fait, le mouvement propre du satellite s'inspire fortement de celui d'Hipparcos. Ce mouvement a pour but d'assurer un balayage systématique et répétitif des étoiles par deux champs de vue. Le satellite tournera donc lentement sur lui-même à une vitesse de 1°/minute autour d'un axe perpendiculaire au plan formé par les deux champs de vue. Le satellite effectuera donc un tour complet en 6 heures. L'angle entre les

deux télescopes sera de $106,5^\circ$. Les objets ayant transité dans le premier champ de vue passeront dans le second 106,5 minutes plus tard. L'axe de rotation fera un angle de 45° avec la direction solaire. Cette inclinaison est un bon compromis entre les nécessités astrométriques et les contraintes de réalisation (ombre des instruments, efficacité de l'éclairage solaire,...). Cet axe de rotation précèdera lentement autour de la direction Soleil-Terre avec une période moyenne de 63,12 jours. Ceci permettra de scanner l'ensemble du ciel (pour certaines régions du ciel très denses en étoiles, cette loi de balayage du ciel sera modifiée pour éviter la saturation du processeur de bord). (ESA Sc&T, 2009) (ESA Space Science, 2008) (GILMORE G. *et al.*, 1998) (MERAT P. *et al.*, 1999)

2.2.5. Lanceur

Sans entrer dans les détails, soulignons que GAIA sera lancé par un lanceur Soyouz-ST rocket à partir de Kourou. Ce lanceur est très fiable et très utilisé. Il est composé de quatre étages. Le choix du lanceur n'est pas sans conséquence sur le satellite puisque le compartiment charge-utile de l'étage supérieur a un diamètre de 4,1m et une hauteur de 11,4m. (ESA Sc&T, 2009)

2.3. Instruments

Après avoir décrit le module service, attachons nous aux éléments scientifiques de la mission. Dans cette section, nous parlerons des aspects optique, astrométrique et photométrique. L'aspect spectroscopique sera quant à lui abordé dans la section suivante.

Les bases de l'instrumentation de GAIA sont les deux télescopes optiques capables de localiser avec précision les étoiles et de décomposer en spectre la lumière de celles-ci pour l'analyser. La lumière entrante par l'un ou l'autre télescope tombe sur un même plan focal qui contient l'instrument « trois en un ». La mission GAIA se démarque de son prédécesseur, Hipparcos, par de nombreuses améliorations : les miroirs primaires des télescopes collectent ainsi environ trente fois plus de lumière permettant une meilleure sensibilité et précision des mesures. La position et le mouvement des étoiles seront mesurés de l'ordre de 200 fois plus précisément. Les caméras CCD utilisées seront également plus efficaces, des images grand-angle de nombreux objets célestes pourront être obtenues en même temps. Avant de commencer une description plus approfondie des divers instruments, ajoutons qu'un des autres grands défis de la mission sera le traitement des données envoyées par GAIA qui ne commencera, bien évidemment qu'en 2012. La mission devrait transmettre environ 100 To de données brutes (de l'ordre de 1 Po pour l'ensemble des données) sur l'ensemble des 5 ans, données qui devront être analysées et traitées sur Terre avant d'être utilisables par l'ensemble de la communauté scientifique. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (RAUW G., 2009) (ESA Space Science, 2008) (TURON C., 2008)

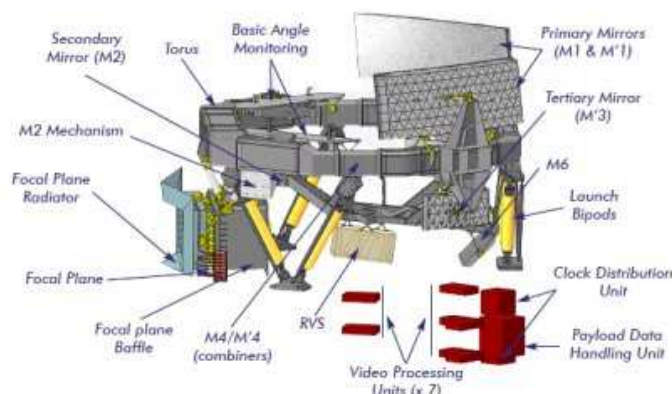


Figure 15 : Schéma de la configuration des instruments (ESA Sc&T, 2009)

2.3.1. L'optique

La partie optique de l'instrumentation consiste en deux télescopes identiques pointant dans deux directions séparées de $106,5^\circ$ et focalisant dans un même plan. Les télescopes sont constitués de 6 miroirs réflecteurs (M1-M6) dont deux (M5 et M6) sont communs aux deux télescopes. L'ouverture des diaphragmes a une taille de $1,45\text{m} \times 0,5\text{m}$ et une longueur focale de 35m. Les trois premiers miroirs sont rectangulaires courbes (anastigmatiques). Les quatrièmes combinent les deux faisceaux, les deux derniers focalisent la lumière dans le même plan. Les miroirs sont construits en carbure de silicium (SiC), tout comme la structure, ce qui fournit une grande stabilité thermo-élastique et dimensionnelle ainsi qu'une faible masse et une grande isotropie¹⁸. Bien que complètement réflectif, le système contient des aberrations

¹⁸ Notons que les miroirs M2, M4 et M5 ont été fabriqués par AMOS.

résiduelles comme : aberration chromatique (induisant un décalage chromatique), diffraction d'image,... Ces effets, vu la précision demandée, ne peuvent être négligés et doivent faire l'objet d'une calibration au sol. (AMOS, 2007) (ESA Sc&T, 2009) (MERAT P. *et al.*, 1999)

Le plan focal, le plus grand jamais construit, est constitué d'un ensemble de 106 cellules CCD pour un total de un Giga pixels et une dimension de l'ordre 0,5x1m. Le plan focal est divisé en cinq parties contenant chacune un certain nombre de capteurs CCD et correspondant chacune à une fonction différente : astrométrie, photométrie, spectroscopie, métrologie et alignement (WSF : wave front sensor et BAM : basic-angle monitor) et détection d'étoiles (SM : sky mapper). (ESA Sc&T, 2009) (MERAT P. *et al.*, 1999)

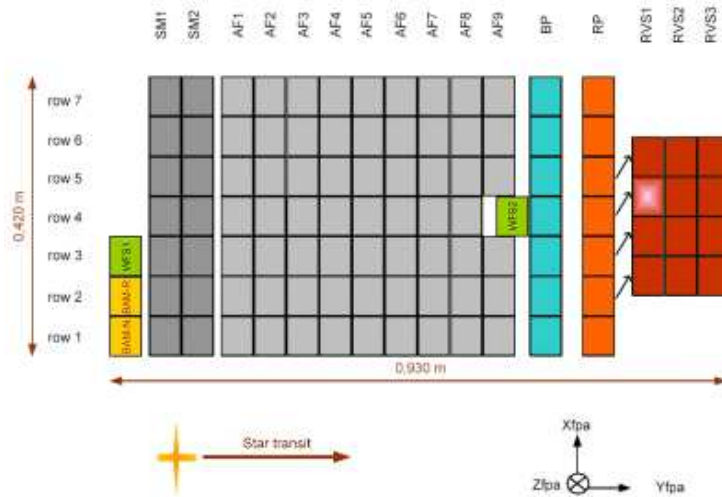


Figure 16 : Distribution des CCD dans le plan focal (ESA Sc&T, 2009)

Chaque objet passant dans le plan focal suit une séquence bien déterminée de capteurs. Il est, tout d'abord, détecté par un des deux « sky mapper » : un pour les objets du premier télescope et un pour ceux du second¹⁹. Ensuite, on balaye les capteurs dédiés à l'astrométrie. La première colonne de capteur, AF1, a pour but d'éliminer les fausses détections (rayons cosmiques notamment)²⁰. L'objet passe ensuite par les huit colonnes astrométriques suivantes (AF2-9) avant de croiser les capteurs photométriques. Les capteurs suivants sont ceux du spectromètre. (ESA Sc&T, 2009) (MERAT P. *et al.*, 1999)

La grande précision du contrôle d'attitude du satellite permet de fournir la position de l'objet imagé en fonction du temps. Ceci permet de réduire le bruit de lecture à quelques électrons. Le temps d'intégration nominal par CCD est de 4,42 secondes, ce qui correspond à 4500 pixels le long du scan. Pour les objets plus lumineux, le temps d'intégration est réduit via un système électronique de portes dans le détecteur. Tous les CCD ont le même format et sont dérivés des technologies de la firme e2v. Ils sont composés d'un total de 1 Giga pixels de $9\mu\text{m} \times 27\mu\text{m}$ (direction du balayage x direction perpendiculaire). Ils opèrent en mode Time Delayed Integration²¹ (TDI) avec une période de 982,8 μs . (ESA Sc&T, 2009) (RAUW G., 2009) (GILMORE G. *et al.*, 1998) (MERAT P. *et al.*, 1999)

¹⁹ Ceci sera réalisé par le placement de masques dans chaque télescope qui couperont l'image dans le sens perpendiculaire au balayage (parallèle aux colonnes de détecteurs).

²⁰ Les informations sur la position et la luminosité des objets seront analysées à bord en temps réel pour définir la région à fenêtrer autour de l'objet qui sera lu par les CCD.

²¹ TDI : technique électronique permettant de compenser le déplacement d'une image sur le plan focal en déplaçant les charges générées dans le CCD à la même vitesse.

Pour terminer cette partie sur l'optique, ajoutons que le plan focal est refroidi de manière passive à 170 K pour réduire sa sensibilité aux radiations. (ESA Sc&T, 2009) (RAUW G., 2009) (GILMORE G. *et al.*, 1998) (MERAT P. *et al.*, 1999)

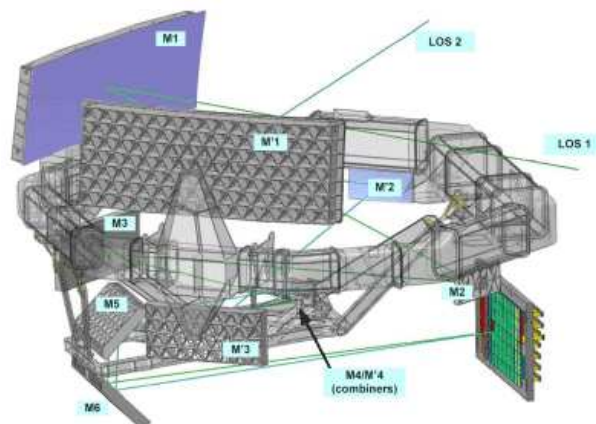


Figure 17 : Schéma du positionnement des miroirs (ESA Sc&T, 2009)

2.3.2. L'instrument astrométrique

L'instrument astrométrique (ASTRO) est destiné à la mesure de la position angulaire d'étoiles²² fournissant ainsi cinq paramètres astrométriques fondamentaux : la position stellaire (2 angles), le mouvement propre (2 dérivées de la position) et la parallaxe. Dans son principe, l'instrument est assez semblable à celui d'Hipparcos. Les mesures devraient pouvoir être effectuées dans des régions très densément peuplées (~3 millions d'étoiles/deg²).

Durant ses cinq années de mission, GAIA effectuera un scan systématique du ciel et devrait obtenir environ 70 mesures de position par étoile. Cela permettra de déterminer complètement les cinq paramètres astrométriques. Ce temps de mission devrait aussi favoriser la détermination de paramètres additionnels comme, par exemple, ceux qui sont nécessaires à la caractérisation d'orbite de binaires, d'exo-planètes, d'objets du système solaire,...

GAIA mesurera la séparation relative de milliers d'étoiles simultanément présentes dans les deux champs de vue combinés. Il opérera un balayage continu du ciel de telle sorte qu'un flot constant de mesures de moment angulaire relatif sera construit au fur et à mesure que le ciel sera vu. Les deux miroirs primaires assureront la haute résolution angulaire (et donc la haute précision en position) dans la direction du balayage.

Une zone de 62 CCDs est dédiée à l'instrument ASTRO dans le plan focal. Chaque CCD est lu en mode TDI, synchronisé avec le mouvement de balayage du satellite.

Le post-traitement des données au sol est également un des grands défis de la mission. Relier entre elles les mesures relatives et transformer les mesures de positionnement des coordonnées pixels vers des coordonnées angulaires au travers d'une calibration géométrique du plan focal est une tâche ardue. De plus, il faudra encore exprimer les données dans des coordonnées célestes indépendantes du mouvement propre du satellite ce qui nécessite une calibration de l'attitude des instruments et de l'angle de base entre les télescopes. D'autres corrections moins importantes devront encore être apportées comme celles concernant les effets d'optique (décalage chromatique systématique, les aberrations,...) et les effets

²² Des mesures précises pourront être réalisées même dans des régions très densément peuplées (jusqu'à plus de 3 millions d'étoiles par degré²).

relativistes (courbure de la lumière due au Soleil, effet des planètes et de leurs lunes et des astéroïdes les plus massifs,...).

Outre les corrections précitées, la précision des mesures dépendra du type spectral de l'étoile et s'appuiera sur la stabilité de l'angle de base de $106,5^\circ$ entre les deux télescopes. Cet angle, très important, sera contrôlé par le système BAM²³ (Basic Angle Monitoring). Un tableau reprenant la précision obtenue en fonction du type d'étoiles est porté en annexe. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (RAUW G., 2009) (MERAT P. *et al.*, 1999) (TURON C., 2008)

2.3.3. L'instrument photométrique

Le spectro-photomètre mesurera la distribution d'énergie spectrale (spectral energy distribution, SED) de tous les objets détectés. Notons que le spectre basse résolution obtenu couvrira la bande 320-1000nm. Le but de cette mesure est double. Tout d'abord, c'est à partir de la mesure SED que des quantités astrophysiques telles que la luminosité, la température effective, la masse, l'âge et la composition chimique sont déduites. De plus, l'instrument est nécessaire à la correction du décalage chromatique du système optique (autrement dit, il sera utile à la calibration chromatique de l'instrument astrométrique). Sans le photomètre, les performances astrométriques ne pourraient être atteintes.

Les fonctions spectro-photométriques sont réalisées au moyen de deux éléments optiques dispersifs²⁴ situés dans le chemin optique commun des deux télescopes. Un des deux éléments est utilisé pour les courtes longueurs d'onde (320-660 nm, bleu photometer BP) et l'autre pour les grandes longueurs d'onde (650-1000nm, red photometer RP). Les éléments dispersifs (prismes) sont situés le plus près possible du plan focal dans le but de faciliter la fixation et de réduire les zones d'ombres. Enfin, les deux spectro-photomètres (BP et RP) ont chacun une bande CCD dédiée qui couvre l'entièreté du champ de vue astrométrique dans la direction perpendiculaire du balayage.

La résolution spectrale est fonction de la longueur d'onde. En effet, la dispersion par les prismes dépend de la longueur d'onde et est meilleure du côté bleu. Les prismes des deux photomètres ont été dimensionnés de telle manière à avoir deux spectres de même taille (de l'ordre de 30 pixels le long du balayage).

La précision de l'instrument spectro-photométrique dépendra de la magnitude de l'objet observé et devrait être de $10 - 200 \cdot 10^{-3}$ magnitudes. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C. et ARENOU F., 2007) (RAUW G., 2009) (TURON C., 2008)

²³ Le système BAM consiste en un interféromètre de type Fizeau, mesurant les fluctuations de l'angle de base entre les deux télescopes.

²⁴ Ces éléments consistent en deux prismes de silicium dispersant la lumière collectée avant la détection.

2.3.4. Traitement des données et métrologie

Pour localiser précisément les étoiles mesurées, la précision des instruments est primordiale. L'angle entre les deux télescopes doit être connu avec une très grande précision et doit être très stable. Nous avons déjà souligné la grande stabilité des matériaux utilisés, mais, en plus de cette stabilité mécanique, un mécanisme à cinq degrés de liberté a été ajouté derrière les miroirs secondaires pour mesurer l'angle entre les télescopes et réduire ainsi l'erreur résiduelle due aux variations de gravité et aux micro-déplacements des miroirs. La grande précision des mesures est aussi réalisée par une mesure du temps très précise. Dans ce but, une horloge atomique au Rubidium est utilisée à bord du satellite.

Un autre aspect important est le prétraitement des données. Le système de traitement des données (STD) est composé de 7 processeurs vidéo (un pour chaque détecteur du plan focal) partageant une mémoire commune de 800 Gbit. Les algorithmes de bord permettent de réaliser des calculs en temps réel sans mise en mémoire tampon des données. Aussi bien le hardware que le software sont flexibles et peuvent être modifiés en vol.
(ESA Sc&T, 2009) (TURON C., 2008)

2.4. Spectromètre RVS

Parlons maintenant du troisième et dernier instrument embarqué sur le satellite GAIA : le spectromètre à vitesse radiale ou *RVS* (radial velocity spectrometer). Rappelons que la deuxième partie de ce travail aura pour but essentiel de modéliser certains résultats que l'on espère obtenir.

2.4.1. Caractéristiques générales

Le but de ce dernier instrument sera, comme son nom l'indique, de mesurer les vitesses radiales²⁵ des objets observés et de fournir un spectre moyenne résolution dans l'étroite bande 847-874 nm (proche infra rouge). L'obtention de la vitesse radiale fournira le dernier élément permettant de caractériser complètement le mouvement des corps étudiés (les autres étant donnés par l'instrument astrométrique). Le pouvoir de résolution du spectromètre sera de 11 500. La précision quant à elle devrait être de l'ordre de 1 km/s pour des magnitudes allant jusque 12,5 puis diminuera jusqu'à 10 km/s pour des magnitudes 16-17. (ESA Sc&T, 2009) (TURON C., 2008)

Le domaine de longueur d'onde choisi a été sélectionné pour coïncider avec les pics d'émission des étoiles de type G et K qui sont les plus abondantes. On le voit tout de suite, ce domaine est très éloigné des pics d'émission des étoiles massives et n'est pas la meilleure option pour l'étude de ce type d'étoile.

Pour les étoiles des types tardifs, l'intervalle de longueur d'onde choisi mettra également en évidence les raies du Fe, Si, Mg et trois raies du calcium ionisé (à 849.8, 854.2, et 855.2 nm). Ce triplet permettra de déterminer la vitesse radiale, même pour un rapport signal sur bruit faible. Pour les étoiles plus chaudes, le spectre RVS contiendra les raies du Ca II, He I, He II et N I. Néanmoins, les spectres seront plus généralement dominés par les raies de Paschen de l'hydrogène. (ESA Sc&T, 2009)

Tableau 1: Caractéristiques générales du RVS (MERAT P. *et al.*, 1999) (TURON C. et ARENOU F., 2007)

Domaine de longueur d'onde	847 - 870 nm
Précision	1 à 10 km/s
Résolution	11 500
Résolution spectrale	0,075 nm/pixel
Résolution spatiale	1 arc sec/pixel

²⁵ Vitesse mesurée dans la direction de la ligne de visée.

Le principe de la mesure peut s'expliquer à l'aide du schéma suivant (un télescope Cassegrain est représenté pour plus de clarté²⁶) :

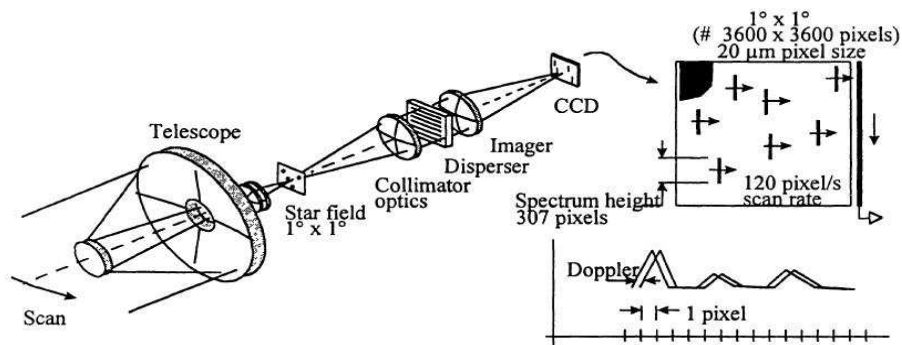


Figure 18 : Principe de la mesure de vitesse radiale par un spectromètre (MERAT P. *et al.*, 1999)

Le spectre d'une étoile, réalisé par un spectrographe sans fente, se déplace le long de la direction du scan sur environ 300 pixels. La vitesse radiale est alors dérivée de l'effet de décalage Doppler des raies. (MERAT P. *et al.*, 1999)

2.4.2. Description du RVS

L'instrument RVS est un spectrographe à champ intégral, moyenne résolution opérant dans l'infra rouge proche et dispersant toute la lumière entrant dans le champ de vue. Il est, rappelons-le, intégré avec les instruments astrométrique et spectro-photométrique et utilise les deux télescopes communs. Le RVS utilisera la fonction 'Sky Mapper' pour détecter les objets et confirmer qu'il s'agit bien d'étoiles. Les objets sélectionnés pour l'observation RVS passeront d'abord par le spectro-photomètre. La lumière des deux télescopes se superposera sur les CCD du RVS. Une unité de traitement vidéo est également adjointe au RVS (VPU, video process unit). Elle reçoit les données optiques du télescope spectroscopique et les convertit en données digitales qui seront transmises au sol. (GAIA-RVS Consortium, 2002) (ESA Sc&T, 2009)

La dispersion spectrale des objets du champ de vue sera réalisée au moyen d'un module optique logé entre le dernier miroir (M6) et le plan focal. Ce module contiendra une grille plate et quatre lentilles (une prismatique, une sphérique, un dioptré et une en silicium) qui corrigeront l'aberration principale des télescopes (hors champ). Le module RVS possèdera une unité d'amplification telle que la longueur focale effective sera de 35m.

La dispersion spectrale est orientée dans la direction du balayage. Un filtre passe-bande dédié permettra de sélectionner le domaine de longueur d'onde choisi. (ESA Sc&T, 2009)

La zone RVS du plan focal contiendra trois rangées de quatre lignes de CCD i.e. 12 CCD. A nouveau les CCD sont utilisés en mode TDI et le temps d'intégration pour mesurer la vitesse radiale devrait être de l'ordre de 30 secondes. Environ 40 transits de chaque source seront observés durant les 5 ans de la mission. Par rapport au ciel, les CCD du RVS sont alignés avec les deux autres instruments. Dès lors, il résultera une sorte de simultanéité entre les observations des instruments qui rendra les analyses moins difficiles. A nouveau tous les CCD fonctionnent en mode TDI. (MERAT P. *et al.*, 1999) (ESA Sc&T, 2009)

²⁶ Initialement la dispersion spectrale devait se faire perpendiculairement à la direction du balayage alors que le design final est selon la direction de balayage. Ceci explique pourquoi le schéma n'est qu'une illustration de principe et ne représente pas exactement le spectromètre RVS de GAIA.

Tous les spectres devraient être transmis au sol sans pré-traitement à bord. On espère que le RVS sera capable de distinguer des objets dans un ciel dont la densité sera de l'ordre de 40 000 objets par degré². (ESA Sc&T, 2009)

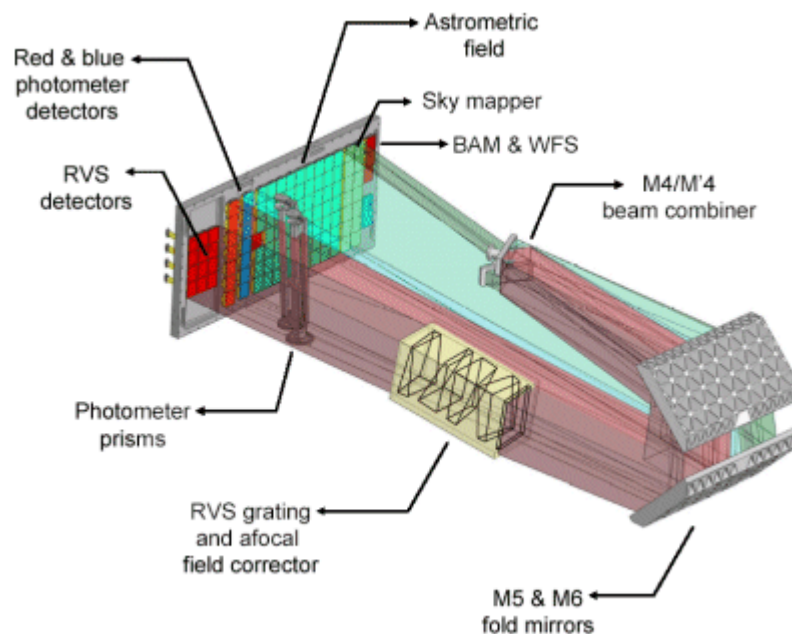


Figure 19 : Schéma du plan focal et RVS (ESA Sc&T, 2009)

2.4.3. Traitement au sol

La vitesse radiale sera obtenue par corrélation croisée des spectres observés avec soit un modèle soit un masque. Une estimation initiale des paramètres atmosphériques de la source sera également déduite des données des instruments astrométrique et spectrophotométrique. Ces informations préliminaires seront alors utilisées pour sélectionner le modèle ou le masque de corrélation le plus approprié. Une routine itérative devrait réaliser cette tâche. Pour les étoiles plus brillantes que la 15^{ème} magnitude, il sera possible de déduire la vitesse radiale à partir du spectre obtenu durant un seul transit. Pour les moins brillantes, une somme sur les 40 transits (environ) permettra d'augmenter la précision et d'obtenir une vitesse radiale moyenne.

Les paramètres atmosphériques seront extraits des spectres observés par comparaison avec un catalogue de spectres stellaires de référence. La détermination des paramètres de la source se basera aussi sur l'information collectée par les deux autres instruments. (ESA Sc&T, 2009)

Deuxième partie

*Ce qui est admirable, ce n'est pas que le champ des étoiles soit si vaste,
c'est que l'homme l'ait mesuré.*
Anatole France

1. Considérations générales

Dans cette seconde partie, nous simulerons et analyserons des spectres de systèmes binaires comportant au moins une étoile de type O. La modélisation des spectres sera dictée par les caractéristiques du spectromètre à vitesse radiale RVS. Le but du travail est de définir dans quelle mesure le RVS permettra aux astrophysiciens d'étudier des systèmes binaires contenant au moins une étoile massive. En effet, comme nous l'avons déjà dit, le domaine de longueur d'onde du RVS n'est guère adapté aux étoiles massives. Nous avons divisé en trois points les simulations. Dans le premier, nous allons étudier des combinaisons relativement idéales avec une période orbitale choisie a priori et des rapports de masses couvrant un large éventail de situations dont certaines peuvent s'avérer non-physiques. Ensuite, nous étudierons des cas plus généraux et introduirons une distribution statistique sur les deux paramètres précités ainsi que sur l'inclinaison du système. Enfin, nous simulerons quelques résultats de l'instrument astrométrique et étudierons dans quelle mesure les déterminations de parallaxes GAIA d'étoiles O appartenant à différents sous-types spectraux, permettront de tester et/ou d'améliorer la calibration des paramètres physiques (magnitudes absolues) des étoiles massives. Nous nous pencherons aussi sur l'importance du biais de Lutz-Kelker. Mais avant d'entrer dans l'explication de ces trois points, voici un bref résumé de concepts physiques nécessaires à la compréhension des modélisations.

1.1. *Vitesse radiale et spectroscopie*

La vitesse radiale peut, de manière générale, se calculer à partir du décalage par effet Doppler des raies spectrales d'une étoile :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{v_{rad}}{c} \quad (0.1)$$

Où $c = 299792,5 \text{ km/s}$ est la vitesse de la lumière dans le vide et v_{rad} la vitesse radiale.

En partant des équations de Kepler, on peut démontrer l'équation suivante qui donne la vitesse radiale d'une étoile de masse m_1 d'un système binaire formé avec un compagnon de masse m_2 , par rapport au centre de masse :

$$v_{rad} = v_0 + \sin i \sqrt{\frac{\mu}{a(1-e^2)}} [\cos(\omega + \phi) + e \cos \omega] \quad (0.2)$$

Où v_0 est une constante (vitesse radiale du centre de masse), i l'inclinaison sous laquelle le système est vu, e l'excentricité de l'orbite, a le demi grand axe, $\mu = \frac{Gm_2^3}{(m_1+m_2)^2}$, ω la longitude du périastre et ϕ l'anomalie vraie.

La courbe de vitesse radiale présente des extrema pour $\phi = -\omega$ ou $\pi - \omega$. Autrement dit, les extrema de la courbe de vitesse sont équivalents aux nœuds de l'orbite²⁷. L'amplitude de la courbe de vitesse radiale peut alors s'écrire :

$$K = \sin i \sqrt{\frac{\mu}{a(1-e^2)}} \quad (0.3)$$

²⁷ Points d'entrelacement de l'orbite avec un plan fictif passant par le centre de masse et perpendiculaire à la ligne de visée.

Tenant compte de la troisième loi de Kepler : $a = (2\pi)^{-2/3} \mu^{1/3} P^{2/3}$, où P est la période orbitale, on obtient :

$$\mu \sin^3 i = \frac{K^3}{2\pi} P (1-e^2)^{3/2}$$

Et donc au final, on obtient la relation suivante :

$$\begin{aligned} f(m) &= \frac{m_2^3 \sin^3 i}{(m_1 + m_2)^2} = \frac{K^3}{2\pi G} P (1-e^2)^{3/2} \\ &= 1.0355 \cdot 10^{-7} K^3 P (1-e^2)^{3/2} \end{aligned} \quad (0.4)$$

Où les masses sont exprimées en masses solaires, les vitesses en km/s et la période orbitale en jours. La quantité $f(m)$ est communément désignée sous le nom de « fonction de masse ». (RAUW G., 2009)

1.2. Classification spectrale

Dès l'avènement de la spectroscopie stellaire, les astrophysiciens ont remarqué les corrélations entre température, luminosité et type spectral des étoiles. En effet, dès le début du XX^{ème} siècle, les astrophysiciennes Williamina Fleming, Annie Cannon et Antonia Maury de l'équipe de Charles Edward Pickering de l'observatoire de Harvard ont introduit une classification spectrale qui est toujours utilisée actuellement²⁸. La classification spectrale comporte sept types spectraux notés par les lettres : OBAFGKM. D'autres types ont, par la suite, été ajoutés comme la catégorie des étoiles de Wolf-Rayet. Ces types spectraux sont subdivisés à l'aide de chiffres allant de 0 à 9, des plus chaudes au plus froides. Enfin, un chiffre romain est ajouté pour spécifier la classe de luminosité de l'étoile : de 0 à VII (0 : hyper-géante, V : naine (séquence principale), VII : naine blanche). La classe de luminosité est une information précieuse pour situer l'étoile dans le diagramme Hertzsprung-Russell (HR), ainsi les étoiles de classe de luminosité V peuplent l'étroite bande de la séquence principale.

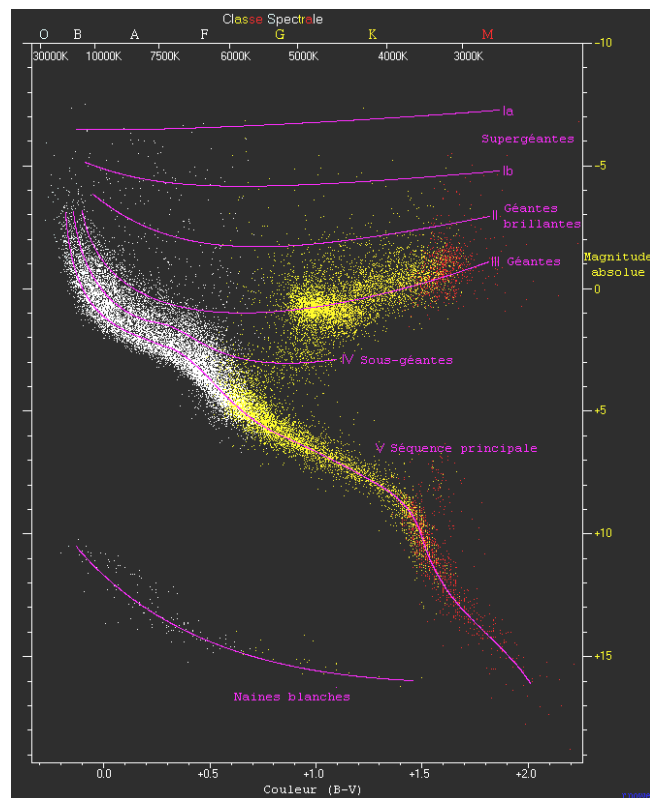


Figure 20 : Diagramme d'Hertzsprung Russel des étoiles du catalogue Hipparcos reprenant les différentes classes spectrales. (DUPRET M.-A., 2008)

Chacune des différentes catégories présente un spectre particulier et propre qui permet donc une classification stellaire.

(RAUW G., *comm. pers.*) (DUPRET M.-A., 2008)

²⁸ Ce travail de classification a été rendu possible grâce aux fonds offerts par la veuve d'Henri Draper à l'observatoire.

2. Etude de binaires : Cas « idéaux »

Dans ce premier point, nous allons étudier la détectabilité des signatures SB2²⁹ de système contenant au moins une étoile massive de type spectral O. Nous commencerons par détailler notre méthodologie et les hypothèses posées et ensuite, nous présenterons les résultats obtenus. Toute l'étude numérique a été réalisée à l'aide du logiciel MATLAB®.

2.1. *Méthodologie et hypothèses*

2.1.1. Méthodologie

La modélisation se base principalement sur les équations (0.4), (0.2) et (0.1). Nous devons modéliser un spectre résultant de la combinaison de deux spectres, l'un d'une étoile O, l'autre d'une étoile de type spectral OBAFGKM quelconque. Cette combinaison se fait par addition des deux spectres, après qu'un décalage Doppler leur a été apporté. L'obtention de ce spectre se fait en quatre points :

- i. Connaissant les masses des deux étoiles du système et en choisissant une valeur de période, d'inclinaison et d'excentricité (choisie égale à zéro dans ce cas précis), on détermine le paramètre K pour l'étoile massive et le compagnon.
- ii. Une fois ces paramètres K obtenus, on calcule les vitesses radiales en prenant une vitesse initiale v_0 nulle. La longitude du périastre ω n'est pas définie pour une excentricité nulle. La valeur de l'anomalie vraie est prise en ses valeurs extrêmes : $\phi = \{0, \pi\}$.
- iii. Les spectres des deux étoiles sont ensuite décalés l'un vers les plus grandes longueurs d'ondes, l'autres vers les plus petites (et inversement par la suite).
- iv. Les spectres sont ensuite multipliés par les rapports de brillance relative des composantes de la binaire, évalués à partir des magnitudes des étoiles en bande photométrique I³⁰.
- v. On sélectionne ensuite le domaine de longueur d'onde du RVS (8470 à 8740 Å) et on additionne les spectres. Dans notre modélisation, nous avons également ré-échantillonné les spectres pour obtenir une résolution équivalente au RVS (pour rappel : $R = 11\,500$).

Une fois les spectres obtenus, il nous reste à déterminer lesquels présentent une signature SB1, SB2 ou aucune signature binaire détectable. Pour ce faire, nous avons réalisé deux corrélations croisées entre le spectre et deux masques contenant chacun un ensemble de raies spécifiques aux étoiles massives (masque 1) d'une part et aux autres étoiles d'autre part (masque 2). Rappelons que, dans un cas réel, on ne connaît, a priori, pas le type spectral du compagnon. Dès lors, le masque 2 a été conçu de telle manière à s'appliquer le mieux possible à un grand nombre d'étoiles plus froides que le type B.

²⁹ En astrophysique, on classe les systèmes binaires en deux catégories : les SB1 où seul le spectre d'une des composantes peut être identifié (et donc une seule vitesse peut être mesurée) et les SB2 dans lesquelles les deux spectres (et donc les deux vitesses) sont identifiables.

³⁰ Cette bande se rapproche le plus de la bande de longueur d'onde du RVS.

La corrélation avec les masques donne un pic principal par masque. A partir de ce pic, on peut recalculer la vitesse de l'étoile O pour le masque 1 et de l'étoile compagnon pour le masque 2. Ces vitesses sont ensuite comparées aux vitesses calculées initialement. Si les deux vitesses mesurées sont égales aux vitesses initiales, on a une signature SB2, si une seule vitesse correspond, on a une signature SB1 et si aucune vitesse ne correspond, le cas ne sera pas vu comme un système binaire.

2.1.2. Hypothèses, paramètres et spectres

Il est évident que certaines hypothèses et simplifications ont été faites pour réaliser notre simulation. L'équation (0.5) contient déjà quatre paramètres (l'excentricité e , l'inclinaison i , la période orbitale P et le paramètre K) et l'équation (0.2) en contient deux de plus (la longitude du nœud ascendant ω et l'anomalie vraie φ). Nous avons donc fait les hypothèses suivantes :

- Orbite circulaire : $e = 0$
- Longitude du nœud ascendant indéfinie : $\omega = \text{indéfinie}$

Comme nous venons de le dire, il reste de nombreux paramètres à déterminer. Dans ce premier point, ceux-ci seront choisis égaux à :

- Période orbitale : $P = 10 \text{ jours}$
- Anomalie vraie : $\varphi = \{0, \pi\}$
- Inclinaison : $i = \{0, \frac{\pi}{4}, \frac{\pi}{2}\}$
- K : ce paramètre sera déduit de l'équation (0.6), dans laquelle les masses seront supposées connues.

Compte tenu du nombre d'étoiles, 8 étoiles O et 36 étoiles compagnons, et des différentes combinaisons de paramètres (2 vitesses par inclinaison sauf pour l'inclinaison nulle pour laquelle les vitesses sont nulles également), nous aurons à traiter :

$$8 \cdot 36 \times (1 + 2 \cdot 2) = 1440 \text{ cas.}$$

A ces 1440 cas O + autre étoile, il faut ajouter 180 cas des combinaisons O + O. Au total, 1620 cas devront être étudiés.

Les spectres utilisés sont, pour les étoiles BAFGKM, des spectres synthétiques compilés par MUNARI U. & CASTELLI F. (2000) et par CASTELLI F. & MUNARI U. (2001). Les spectres des étoiles O proviennent d'observations réalisées par le GAPHE (Groupe d'AstroPhysique des Hautes Energies) et analysées par NAZÉ Y. (2007) et sont donc des spectres observés³¹.

Les raies des masques sont, pour le masque 1, des raies du C III, H I, N III, O III. Pour le masque 2, ce sont des raies de Ca II, H I, N I, Ti I. Une partie des raies sont communes aux deux masques. Il est à souligner que le domaine RVS (sous-entendu de longueur d'ondes du RVS) est très loin d'être idéal pour l'étude d'étoiles massives. Les raies de ces étoiles dans ce domaine sont peu intenses, peu nombreuses et peu profondes³².

³¹ Ces spectres sont eux-mêmes entachés d'un décalage Doppler initial qui a été corrigé pour l'étude.

³² Divers tableaux reprenant les masses, noms des étoiles et classe spectrale, longueurs d'onde des raies utilisées dans les masques,... sont portés en annexe à titre informatif.

2.2. Résultats et analyses

Comme nous l'avons souligné, trois cas de figure peuvent se produire : signature SB1, SB2 ou absence de signature binaire. Pour comparer la vitesse mesurée à la vitesse imposée initialement, nous avons travaillé avec une certaine tolérance : 5 km/s ou 25 km/s. En termes de pixel, cela correspond à une erreur de 0 ou 3 pixels, ce qui, traduit en termes de résolution, correspond à un décalage de 0 ou $0,75\text{\AA}$ (ce qui est la résolution effective du RVS). Un pixel correspond à un intervalle de vitesse radiale de 8,71 km/s.

2.2.1. Combinaisons O-autre étoile

- *Signature SB2*

Avec une tolérance de 5km/s, on trouve 95 signatures SB2. Si la tolérance est de 25 km/s, on trouve alors 175 signatures SB2.

Dans la majorité des cas, ce sont les spectres calculés avec une inclinaison nulle pour lesquels les vitesses sont trouvées. Autrement dit, la corrélation par les raies des étoiles O retrouve bien une vitesse nulle et la corrélation par les raies des autres étoiles retrouve bien une vitesse nulle également. Cette situation n'est guère surprenante et découle principalement du fait que les raies de Paschen HI sont présentes dans les deux masques. En pratique, il sera toutefois très difficile de reconnaître un système binaire d'inclinaison nulle ou proche de zéro dans le spectre RVS.

En dehors des cas dont l'inclinaison est nulle, on détecte 20 (*resp.* 66) cas pour lesquels une signature SB2 est trouvée pour une tolérance de 5km/s (*resp.* 25km/s).

L'étude des 66 cas nous apprend ceci :

i. Lorsque le compagnon est une super-géante, la détection est plus aisée, et ce d'autant plus que cette super-géante est froide. Si on considère les signatures SB2 des couples O + super-géante, tous les compagnons sont détectés au moins une fois sauf l'étoile A5I (détectée en signature SB1, le spectre de l'étoile O n'étant pas détectée). Si on considère tous les couples O + super-géante (signature SB2 et SB1), l'étoile super-géante est quasiment toujours détectée, l'étoile O ne l'est cependant pas toujours. Ceci s'explique par les faits que pour des super-géantes, la magnitude absolue en band I change assez peu avec le type spectral et que ce sont les étoiles plus froides qui ont de loin les raies les plus fortes dans le domaine RVS.

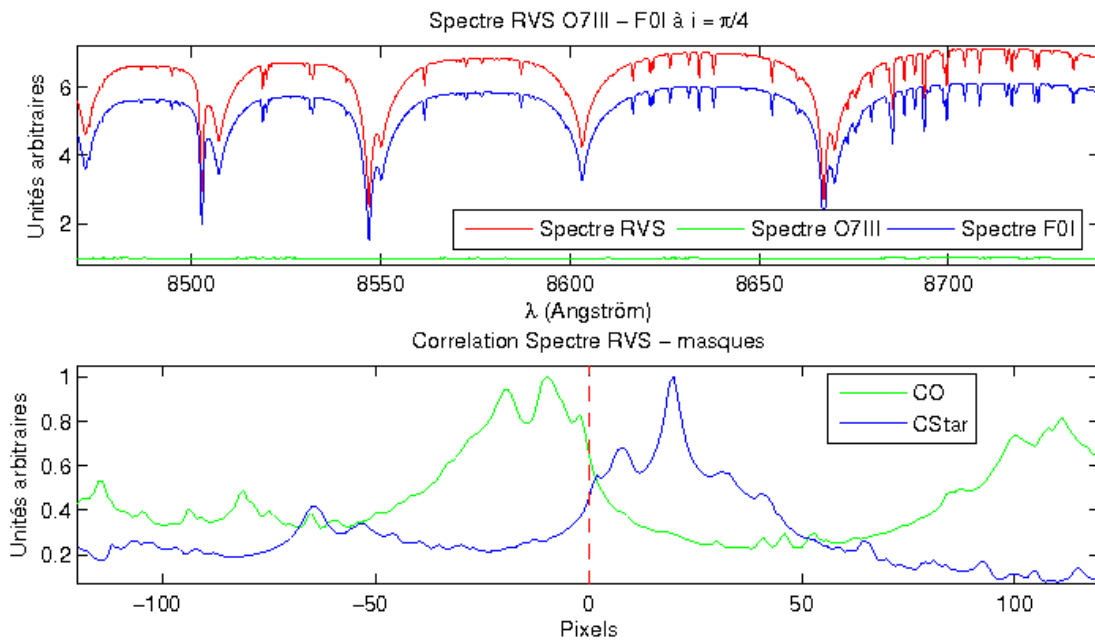


Figure 21 : En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O7III et F0I pour une inclinaison de $\pi/4$ ³³. En bas, résultat de la corrélation par le masque 1 (en vert) et le masque 2 (en bleu). Les vitesses imposées sont : (-69.9, 172.3) et les vitesses trouvées sont : (-87.0, 174.2).³⁴

³³ Dans tous les graphiques de cette section, les ordonnées sont exprimées en unités qui dépendent du rapport de flux. Initialement, les spectres sont normalisés à un. Pour réaliser leur addition, nous multiplions un spectre par le rapport de flux des deux étoiles. Les unités sont donc le reflet de ce rapport.

³⁴ Dans tous les graphiques de cette section, les vitesses sont exprimées en km/s et données sous la forme : (v_0, v_{star})

ii. En ce qui concerne les géantes, deux familles de détection apparaissent : d'un côté les couples O + B0 et O + B8 et de l'autre les couples O + G, K. Les étoiles G et K doivent ici être vues non comme des vraies géantes au sens conventionnel mais plutôt comme des étoiles de pré-séquence principale de luminosité intermédiaire entre celle d'une géante et d'une séquence principale.

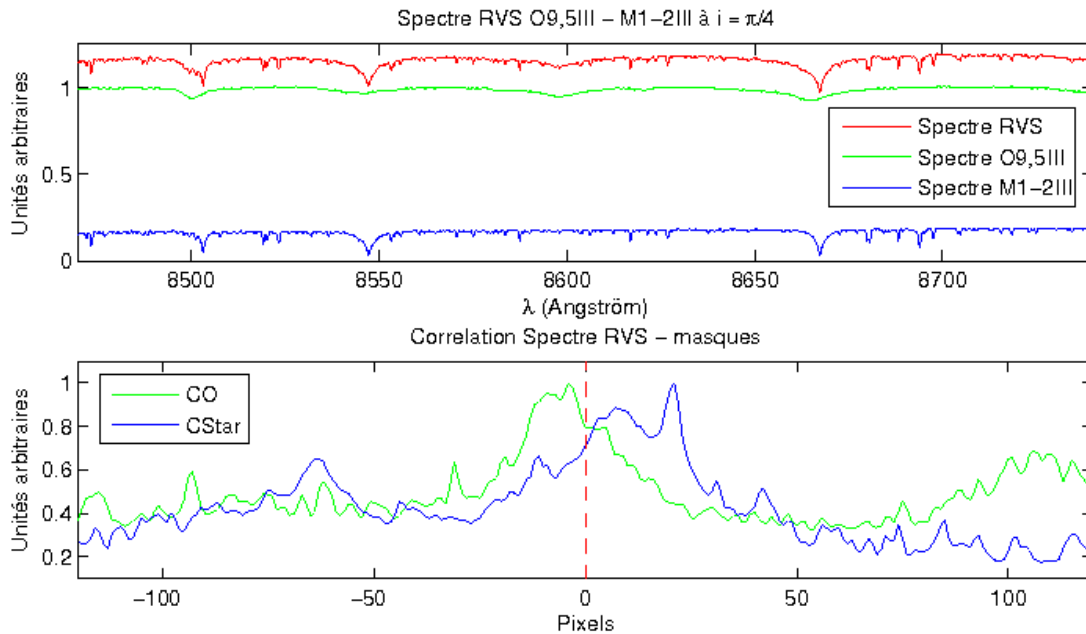


Figure 22 : En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O9,5III et M1-2 III pour une inclinaison de $\pi/4$. En bas, résultat de la corrélation par le masque 1 (en vert) et le masque 2 (en bleu). Les vitesses imposées sont : (-11.6, 183.9) et les vitesses trouvées sont : (-34.8, 182.9).

iii. Enfin, en ce qui concerne les étoiles de séquence principale, pratiquement aucune signature SB2 n'est détectée. Dans la majorité des cas, la vitesse de l'étoile O sera trouvée (signature SB1) sauf si le compagnon est B0V qui est également la seule étoile à être détectée en couple avec les étoiles O9.5I, III.

D'autres conclusions plus spécifiques peuvent également être tirées :

i. Pour les étoiles O4I à O7III, il est très peu probable de détecter le système binaire, la O échappant souvent à la détection. Les raies de ces étoiles sont très larges et peu profondes.

ii. Pour les étoiles O7V à O9.5V, les compagnons plus chauds que B8I sont rarement détectés (sauf B3I). Les compagnons F5I et G0I sont toujours détectés au moins une fois (i.e. une inclinaison, une vitesse). Pour O7V et O9.5I, on détecte les couples avec des F0, F5, G0, G5, K0, K4-5 super-géantes. Pour O9.5III, on détecte les couples avec des F0, F5, G0, G5 super-géantes. Pour O9.5III et O9.5V, on trouve des couples avec l'étoile B8I. Enfin, pour O9.5V, on trouve plus de couples avec des étoiles B et A que pour les autres étoiles O (B3I, B8I, B8III, A0I).

Les 66 cas SB2 représentent seulement 5,7% des 1152 cas simulés dont l'inclinaison est différente de zéro.

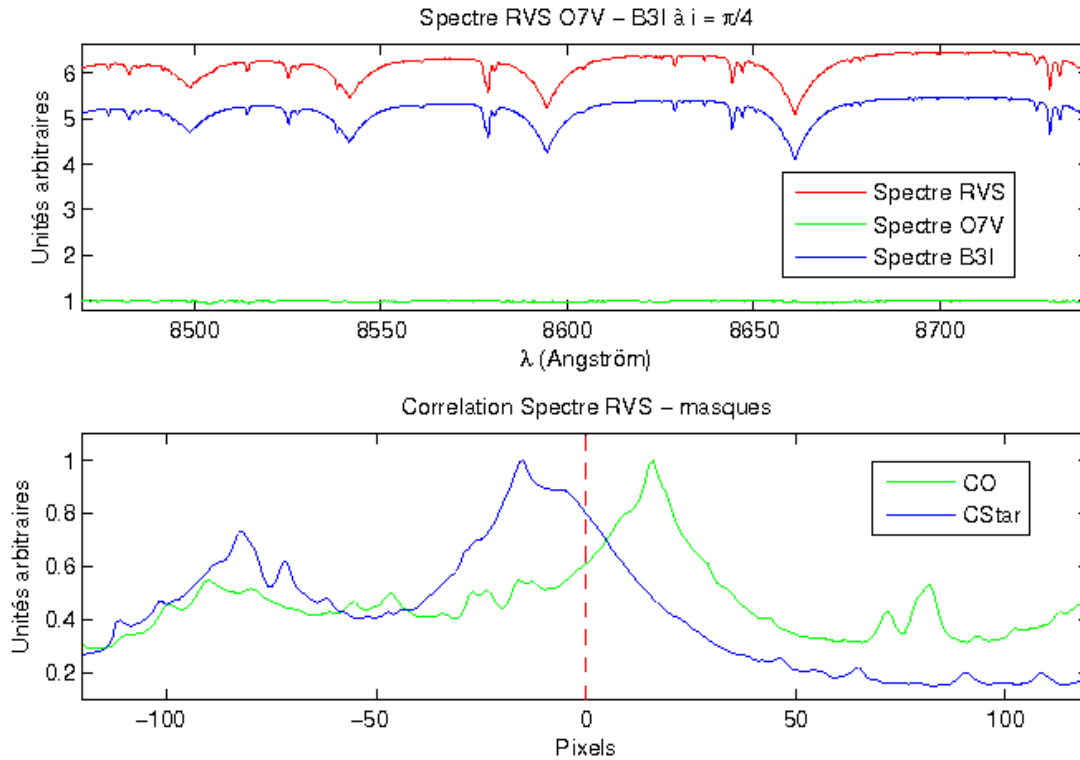


Figure 23 : En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O7V et B3I pour une inclinaison de $\pi/4$. En bas, résultat de la corrélation par le masque 1 (en vert) et le masque 2 (en bleu). Les vitesses imposées sont : (117.6, -135.2) et les vitesses trouvées sont : (117.5, -117.5).

Il y a 55 (*resp.* 109) cas dont l'inclinaison est nulle et pour lesquels une signature SB2 est trouvée pour une tolérance de 5km/s (*resp.* 25km/s). Ce qui représente 37,8% des simulations pour des vitesses nulles. Pour ces binaires dont les deux composantes ont une vitesse radiale nulle, on peut dégager des différences de détection en fonction de l'étoile O :

- i. Pour O4V et O7I : toutes les combinaisons sont détectées sauf celles impliquant une super-géante plus froide que A5I (i.e. de F0I à M1-2 I) ainsi que les étoiles B0I, K4-5III, M1-2III.
- ii. Pour O4I et O7V, on trouve principalement des couples avec des étoiles super-géantes chaudes (i.e. B3I à A5I) ainsi que B0 et B3 III.
- iii. Les couples avec les étoiles O7III, O9.5III et O9.5V sont les plus facilement détectés et on remarque que les couples détectés sont les mêmes et impliquent soit une super-géante soit une géante (O9.5III et O9.5V ont d'autres couples supplémentaires en commun) : B3 I&III, B8, A0 et A5 I, G0, G5 et K0 III (B8, A5, F0, F5 III).
- iv. O9.5I est difficile à rapprocher d'un autre type d'étoile O. Elle est assez proche de O7V et, à nouveau, se retrouve avec des étoiles super-géantes et géantes (B3 à A5 I, K4-5 et M1-2 III).

Avant de passer aux signatures spectrales SB1, il faut souligner une fois de plus que la détection des binaires SB2 sous inclinaison nulle n'a pas la même signification que sous inclinaison non nulle. En effet, dans ce cas, on peut dire que le résultat de la corrélation par les deux masques (qui ont des raies en commun) donne une vitesse nulle. La certitude d'avoir réellement trouvé les deux étoiles n'est donc pas garantie.

- **Signature SB1**

La proportion de signatures SB1 est nettement supérieure puisqu'on trouve 761 cas dans lesquels l'étoile O est détectée (dont 650 à inclinaison non nulle) et 414 cas où l'étoile compagnon est détectée (dont 346 à inclinaison non nulle). Pour les couples O avec une super-géante et géante, c'est la vitesse de l'étoile compagnon qui est le plus souvent détectée et cela d'autant mieux que l'étoile est froide. Pour les couples O avec une étoile de la séquence principale, c'est la vitesse de l'étoile O qui est préférentiellement trouvée. Au total, on détecte au moins une étoile du système binaire dans 1350 cas sur 1440.

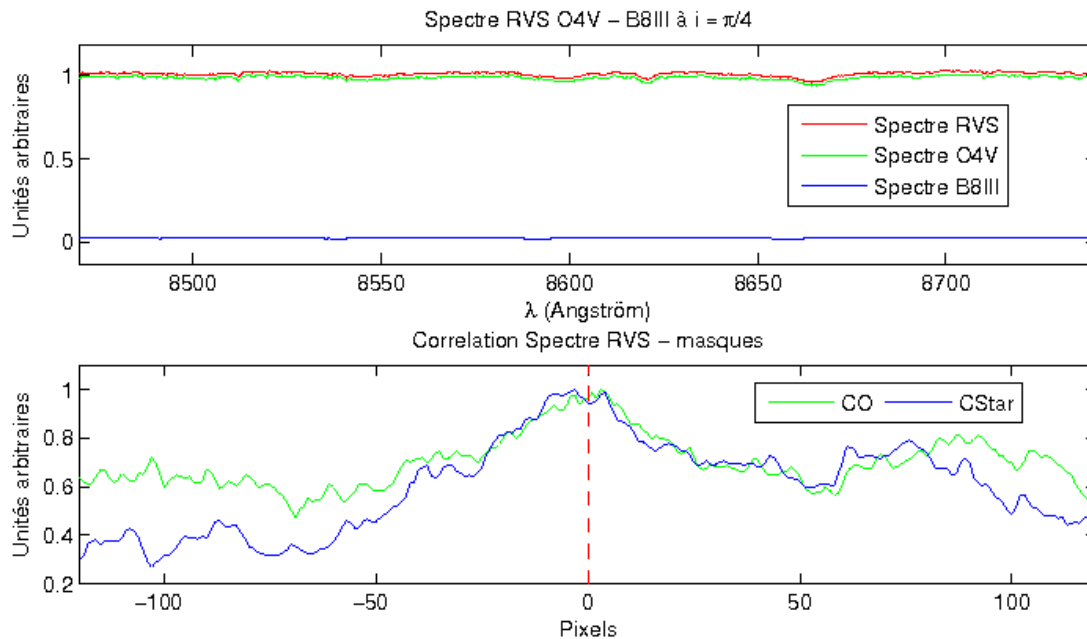


Figure 24 : Cas d'une SB1. En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O4V et B8III pour une inclinaison de $\pi/4$. En bas, résultat de la corrélation par le masque 1 (en vert) et le masque 2 (en bleu). Les vitesses imposées sont : (26.0, -235.2) et les vitesses trouvées sont : (26.1, -26.1). Seule, la signature spectrale de l'étoile O est donc retrouvée dans la procédure de corrélation.

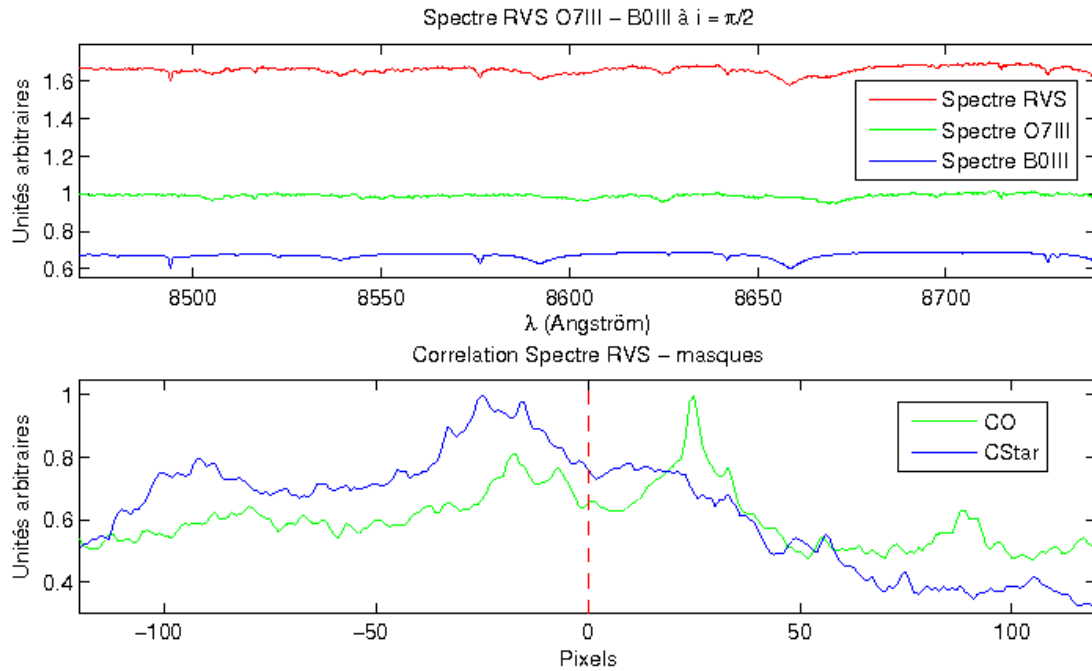


Figure 25 : En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O7III et B0III pour une inclinaison de $\pi/2$. En bas, résultat de la corrélation par le masque 1 (en vert) et le masque 2 (en bleu). Les vitesses imposées sont : (146.4, -216.7) et les vitesses trouvées sont : (217.7, -209.0). Dans cet exemple, c'est donc la signature de l'étoile O qui n'est pas détectée correctement.

- **Remarques**

Il existe 90 cas dans lesquels aucune des deux vitesses n'est détectée correctement, on peut souligner les 53 cas impliquant une étoile O7III. Ces cas peuvent s'expliquer par le fait que, même lorsque l'étoile est prise seule (pas en système binaire), on n'arrive pas à retrouver correctement sa vitesse. Ceci est probablement dû au fait que le spectre est un spectre réel, bruyé et dont les raies sont très peu profondes et très larges. Si on ne tient pas compte des couples impliquant l'étoile O7III pour les raisons précitées, on remarque que les couples les plus difficiles à détecter sont (il reste $90 - 53 = 37$ cas problématiques) :

- i. OX + B0I, B0III (27 cas sur les 37)
 - ii. O9.5V + G0III, G5III, K0III (6 cas sur les 37)
- Autres : O7V + B3III ; O9.5III + B3III ; O4V + K4-5III ; O7V + B0V (4 cas sur les 37)

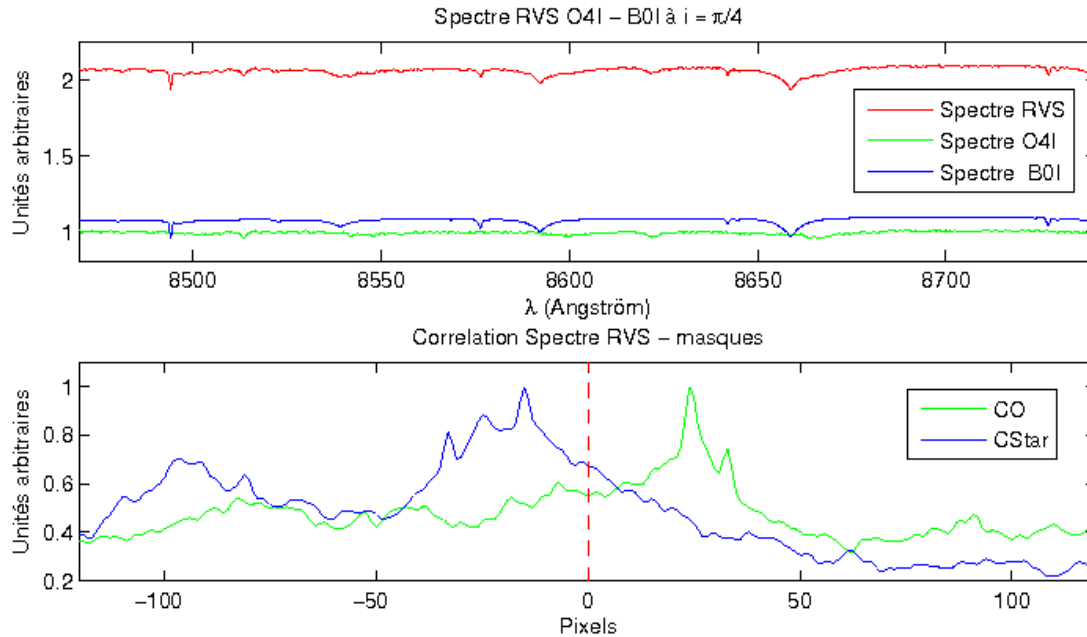


Figure 26 : En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O4I et B0I pour une inclinaison de $\pi/4$. En bas, résultat de la corrélation par le masque 1 (en vert) et le masque 2 (en bleu). Les vitesses imposées sont : (91.5, -214.0) et les vitesses trouvées sont : (209.0, -130.65). Dans ce cas, aucune des deux étoiles n'est détectée avec sa véritable vitesse radiale.

Si on cherche les cas où le pic de corrélation par le masque 1 est différent du pic de corrélation par le masque 2, autrement dit, les cas où on détecte 2 étoiles, on trouve 1174 cas. Si on trouve bien deux pics différents dans ces 1174 cas, les vitesses associées à chacun des pics ne sont pas toujours correctes (autrement dit la vitesse déduite de la corrélation est différente de la vitesse imposée initialement).

Notons aussi que notre façon de rechercher des signatures SB2 a certaines limitations : tout d'abord, elle souffre d'un biais qui est dû au fait que nous connaissons les bonnes vitesses radiales a priori, alors que dans la réalité, celles-ci ne sont pas connues, et dans un cas réel, la crédibilité d'une détection SB2 ne pourra être établie que moyennant le calcul d'une solution orbitale complète basée sur un ensemble d'observations. D'autre part, la détection de la signature des deux étoiles pourrait être améliorée par une technique de type « disentangling » dans laquelle on détermine les vitesses et on sépare les spectres des deux étoiles par un processus itératif. Ce processus a pour but de soustraire le spectre de la composante la plus brillante pour mieux mettre en évidence le spectre de la composante plus faible et inversement. Cependant, cette technique nécessite l'utilisation d'un nombre important de spectres (couvrant beaucoup de phases orbitales différentes) et ces derniers doivent être de relativement bonne qualité. L'utilisation de cette technique dépasserait l'objectif de ce travail. (RAUW G., *comm. pers.*).

Avant de passer aux combinaisons O + O, on peut encore noter une chose importante. Dans le cas des compagnons super-géants, les étoiles plus tardives de B8I ont une masse inférieure à 20 masses solaires. Or, si on tient compte de la vitesse à laquelle évolue une étoile massive par rapport à une étoile de faible masse, parmi les couples physiques étoiles massives OB (plus chaud que B3) + super-géantes rouges (ou bleue, pour B8I), seules les étoiles massives O9.5V, B0V et B0III ont une masse inférieure à 20 masses solaires et sont donc susceptibles de former une binaire de ce type. Néanmoins, si on considère qu'il existe une possibilité de transfert de masse de l'étoile massive vers son compagnon, les possibilités sont plus nombreuses (pendant une brève phase de la vie de ces systèmes, on peut pratiquement

avoir tous les couples possibles jusqu'aux étoiles G, K). Dès lors, on doit potentiellement pouvoir identifier avec le RVS des couples physiques en phase post-dépassement du lobe de Roche (où il y a eu transfert de masse) de telle sorte que l'étoile actuellement la moins massive (mais initialement la plus massive) soit la composante la plus évoluée du système binaire.

2.2.2. Combinaisons O + O

Dans le cas des binaires de type O + O, on détecte 9 signatures SB2 sur les 180 possibles (à inclinaison non nulle) :

O4I + O7V
O4V + O4V
O7I + O7I, O7III
O7III + O7III, O9.5III
O7V + O7V, O9.5III
O9.5I + O9.5III

On détecte 94 combinaisons SB1 dans lesquelles c'est l'étoile 1 qui est détectée (dont 68 à inclinaison non nulle).

On détecte 15 combinaisons SB1 dans lesquelles c'est l'étoile 2 qui est détectée (dont 10 à inclinaison non nulle).

Au total, on détecte au moins une étoile avec une vitesse correcte dans 118 cas sur 180 (66%) et 87 sur 144 si on ne considère que les inclinaisons non nulles (60%).

2.2.3. Résultats physiquement acceptables

Avant de terminer cette première partie, nous allons présenter trois graphiques « synthèses » pour les signatures SB2. Certains critères évolutifs permettent d'énoncer des restrictions sur les cas physiquement admissibles. Les étoiles O, objets dont l'évolution est rapide, sont relativement jeunes.

Les étoiles de faible masse passent, quant à elles, par une phase de pré-séquence principale qui peut durer jusqu'à plusieurs dizaines millions d'années. Durant cette période, leur spectre et leur luminosité ressembleront à ceux d'une géante de même type spectral.

Les compagnons en séquence principale seront des objets plus précoces que des étoiles de type B3, i.e. des étoiles de plus de 8 masses solaires. Les étoiles en pré-séquence principale couvriront, elles, une large gamme de types spectraux allant de B8 à M1.

Pour les compagnons de la classe de luminosité I, des objets des différentes classes spectrales pourraient, en théorie, accompagner une étoile O.

Les graphiques suivants présentent les configurations acceptables pour les différentes binaires possibles et les résultats obtenus. La courbe en x est le lieu des valeurs de la période et de q où l'amplitude du paramètre K de l'étoile O est de 25km/s. Au dessus de cette courbe, $K < 25\text{km/s}$ et la multiplicité de l'étoile ne sera probablement pas détectée (excepté pour les étoiles en pré-séquence principale) parce que l'amplitude est trop petite par rapport à la précision que nous pourrions espérer obtenir sur la vitesse radiale de l'étoile O. Les droites horizontales verte, rouge et magenta, représentent les limites physiquement acceptables d'existence des couples pour les différentes classes de luminosité des compagnons³⁵. Comme indiqué plus haut, ces limites sont basées sur des considérations évolutives. Ainsi, l'existence

³⁵ Nous n'avons représenté ces limites que lorsque des étoiles de cette classe de luminosité avaient été détectées.

d'un couple formé par une étoile O et un compagnon de la séquence principale avec une valeur de q inférieure à la limite indiquée par la droite horizontale verte n'est pas plausible. Les droites verte, rouge et magenta délimitent donc les régions de l'espace des paramètres qui sont accessibles aux parties qui se situent en-dessous de la droite. Les lignes horizontales bleues indiquent différentes classes spectrales de références (en supposant une classe de luminosité V pour le compagnon). Les étoiles en pré-séquences principales, peuvent exister entre les deux lignes horizontales magenta *limPMS*. Etant donné que nous avons mené nos simulations avec huit étoiles massives, nous devrions avoir huit graphiques. Pour des raisons de clarté, nous avons rassemblé les étoiles O de masse proche pour la présentation. (RAUW G., *comm. pers.*)

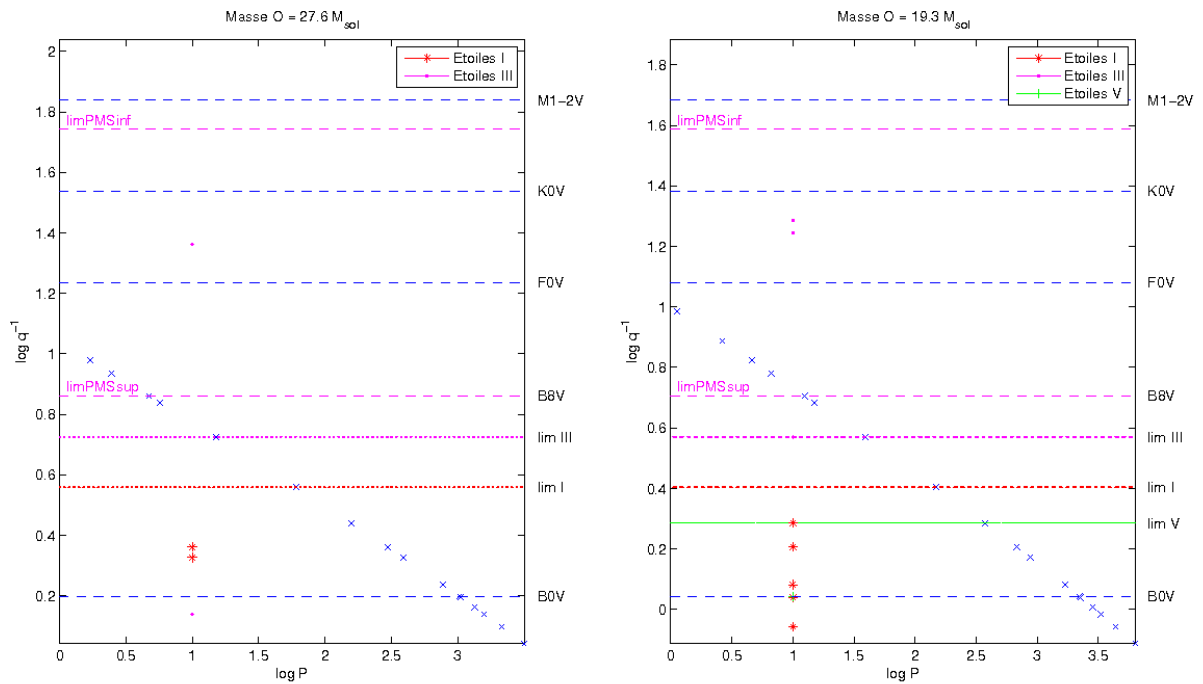


Figure 27 : Résultats physiquement acceptables pour une inclinaison de $\pi/2$.

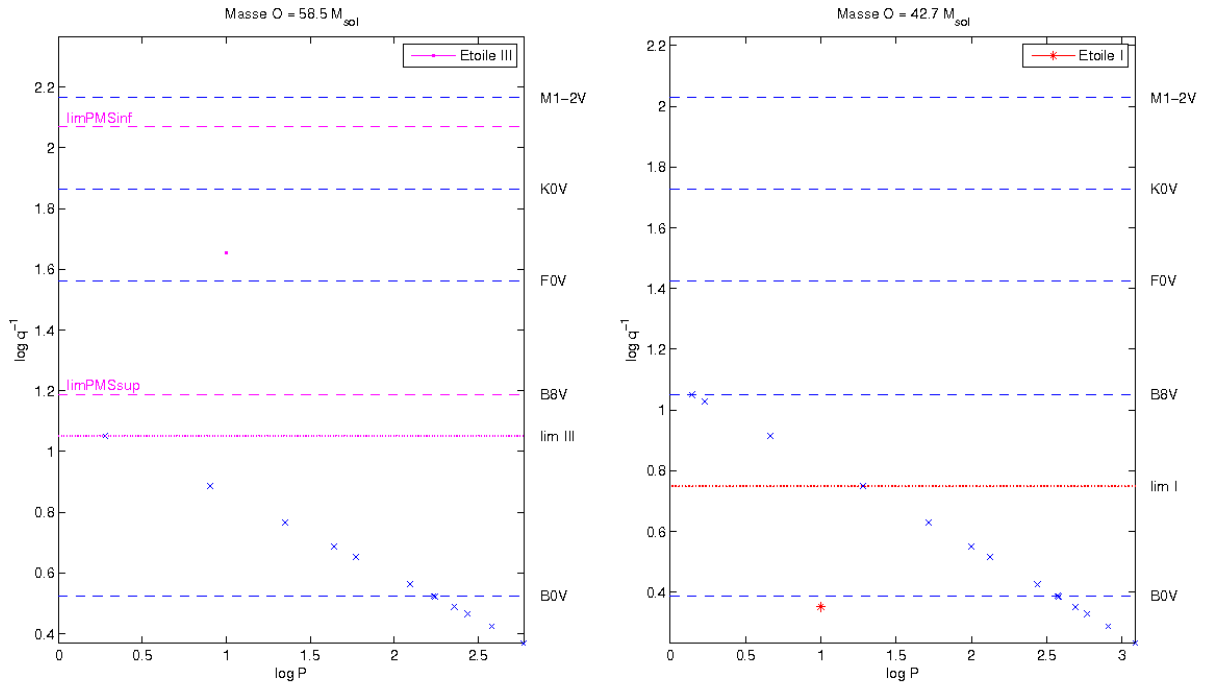


Figure 28 : Résultats physiquement acceptables pour une inclinaison de $\pi/2$ (suite).

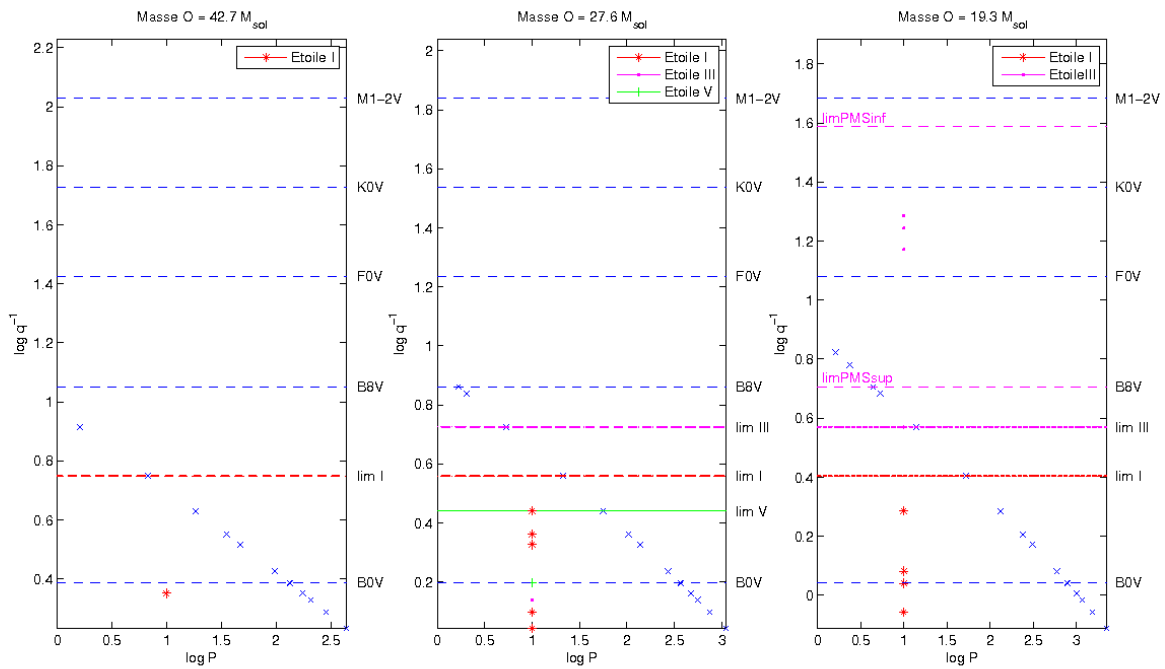


Figure 29 : Résultats physiquement acceptables pour une inclinaison de $\pi/4$.

2.3. AO Cas : un cas réel

A titre illustratif de notre démarche, nous avons testé et étudié le cas d'une binaire réelle : AO Cas. Cette binaire variable est composée de deux étoiles de types O9.5I et O8V avec une période orbitale de 3.5 jours. Pour étudier ce cas, nous sommes partis de spectres provenant de la même campagne d'observation que ceux utilisés pour les étoiles O dans nos simulations discutées ci-dessus. Cinq spectres correspondant à cinq phases orbitales différentes ont été étudiés. Les vitesses des étoiles primaire et secondaire sont obtenues à partir de solutions orbitales connues, soit à l'aide des formules suivantes :

$$v_{\text{primaire}} = K_1 \cdot \sin(2\pi \cdot \phi_{\text{orb}}) + \gamma_1$$

$$v_{\text{secondaire}} = -K_2 \cdot \sin(2\pi \cdot \phi_{\text{orb}}) + \gamma_2$$

Où

$$K_1 = 230.6 \text{ km/s} \quad \gamma_1 = -36.4 \text{ km/s}$$

et

$$K_2 = 143.7 \text{ km/s} \quad \gamma_2 = -31.9 \text{ km/s}$$

(LINDER N., 2008)

Phase orbitale (ϕ_{orb})	Vitesse primaire (km/s)	Vitesse secondaire (km/s)
0	-36.4	-31.9
0.13	131.7	-136.7
0.17	165.7	-157.8
0.44	48.5	-84.8
0.85	-223.0	84.4

Les vitesses calculées par notre corrélateur sont :

Phase orbitale (ϕ_{orb})	Vitesse primaire (km/s)	Vitesse secondaire (km/s)
0	-17.4	34.8
0.13	156.8	104.5
0.17	165.5	217.7
0.44	43.5	-34.8
0.85	-200.3	-148.1

En conclusion, on le voit, la vitesse de l'étoile primaire est bien retrouvée. La vitesse de la secondaire ne l'est par contre pas. Ceci est dû, d'une part, au fait que dans le domaine de longueur d'onde du RVS, la signature spectrale de l'étoile secondaire d'AO Cas est très peu marquée et, d'autre part, la corrélation se fait avec le même masque, ce qui signifie que notre méthode devient sensible à des pics secondaires dans la fonction de corrélation. Pour détecter le compagnon, une technique de type « disentangling » sera nécessaire.

Notre corrélateur fonctionne donc relativement bien en tout cas pour des signatures SB1 et les cas où les deux étoiles ont des spectres assez différents. Nous retrouvons une signature SB1 avec une bonne précision, dans les bornes de tolérance utilisées.

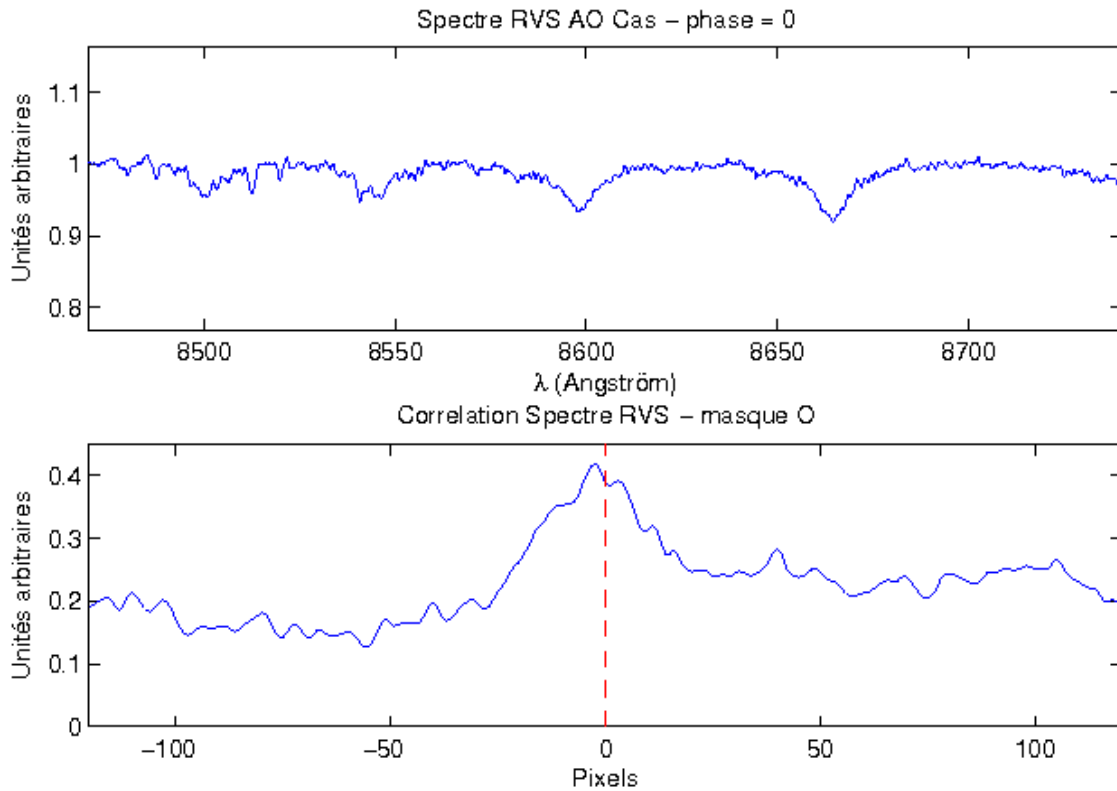


Figure 30 : En haut, spectre observé d'AO Cas dans le domaine GAIA pour une phase égale à 0. En bas, résultat de la corrélation par le masque 1.

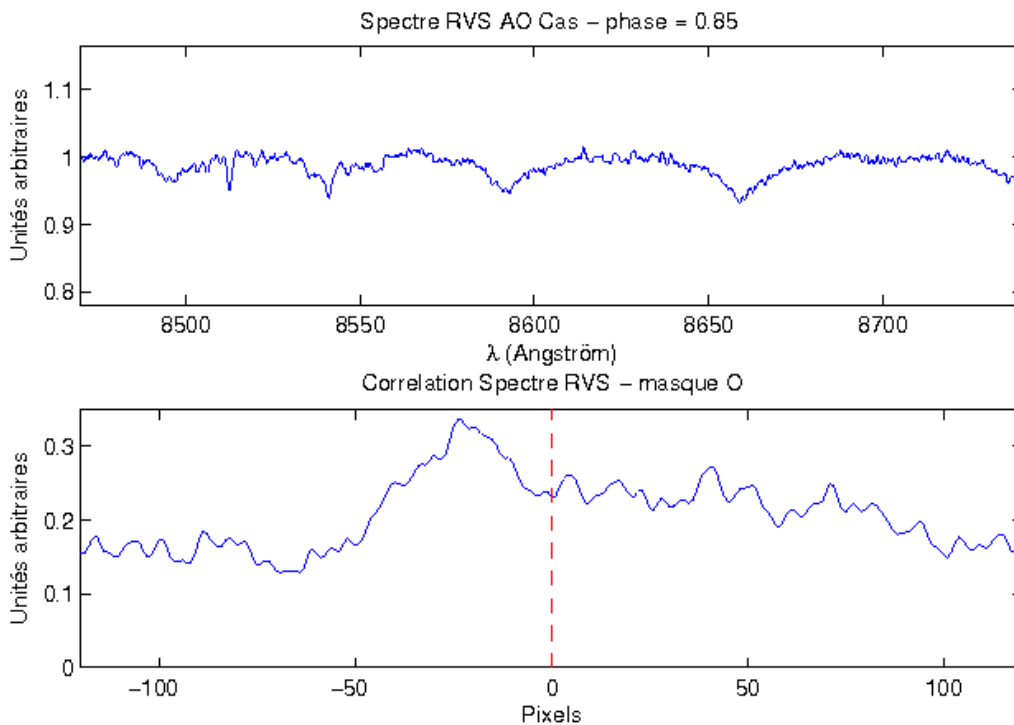


Figure 31 : En haut, spectre observé d'AO Cas dans le domaine GAIA pour une phase égale à 0.85. En bas, résultat de la corrélation par le masque 1.

3. Etude de binaires : vers des cas « réels »

Dans cette seconde partie, nous allons modéliser un grand nombre de systèmes binaires et étudier dans quelle mesure on pourra détecter des signatures SB1 et SB2. Nous garderons en mémoire les résultats de la partie précédente qui nous ont déjà permis de comprendre le fonctionnement de la combinaison de spectres, ainsi que leur traitement par corrélation croisée. Nous suivrons une démarche similaire dans la structure des paragraphes de cette section et commencerons donc par expliquer notre démarche et les hypothèses réalisées. Ensuite nous analyserons les résultats.

3.1. Méthodologie et hypothèses

3.1.1. Méthodologie

La principale différence entre ce point et le précédent réside en la génération de nombres aléatoires pour décrire la distribution de certains paramètres des systèmes binaires. En effet, si la modélisation se base toujours sur les équations (0.4), (0.2) et (0.1), l'obtention des spectres est un peu différente (voir ci-dessous). De plus, nous ne réaliserons cette étude que pour les combinaisons entre une étoile massive de type O7I, O9.5III et O7V³⁶ et une autre étoile (de type O ou autre).

- i. On commence par générer des rapports de masses (q) selon une distribution de probabilité telle que $f(q) = C \cdot q^{0.3}$ où C est une constante de normalisation qui vaut : $C = 1.31$. Les rapports de masses sont générés dans l'intervalle : $[0.02, 1]$ (KOBULNICKY & FRYER, 2007)
- ii. Ensuite, on génère, suivant une distribution uniforme (KOBULNICKY & FRYER, 2007), des demi-grands axes (a) dans l'intervalle : $[13.5R_{\odot}, 3000R_{\odot}]$. A partir de ces demi-grands axes et des rapports de masse, on calcule des périodes orbitales (P)³⁷.
- iii. Le dernier paramètre, l'inclinaison (i) est, à son tour, généré de manière aléatoire, selon une distribution uniforme dans l'intervalle : $[0, \pi/2]$.
- iv. A l'aide de ce dernier paramètre, nous pouvons calculer le paramètre K pour chaque couple. La suite du traitement est la même qu'à la section précédente (point iii à v).
- v. Dans un deuxième temps, nous referons le même traitement en ajoutant du bruit de manière aléatoire sur le spectre résultant pour en mesurer l'impact. Le bruit est généré de la manière suivante : premièrement, on génère un vecteur contenant des valeurs comprises entre zéro et un. On recentre ensuite ces valeurs autour de zéro en soustrayant un demi. On multiplie ensuite ce vecteur par un nombre généré aléatoirement selon une distribution uniforme

³⁶ Les masses de ces trois types d'étoile seront supposées connues.

³⁷ Par les lois de Kepler on a que :
$$P = \frac{2\pi}{[G(m_1 + m_2)]^{1/2}} a^{3/2}$$

dans l'intervalle $[0.002, 0.1]$ ce qui correspond à générer un rapport signal sur bruit dans l'intervalle $[500, 10]$. Nous avons construit 133 spectres de bruit de cette manière. Lors de la simulation, un spectre de bruit est tiré aléatoirement (génération d'un nombre aléatoire selon une distribution uniforme entre 1 et 133) et ajouté au spectre RVS. Les Figure 32 à Figure 34 illustre l'ajout de bruit sur les spectres RVS.

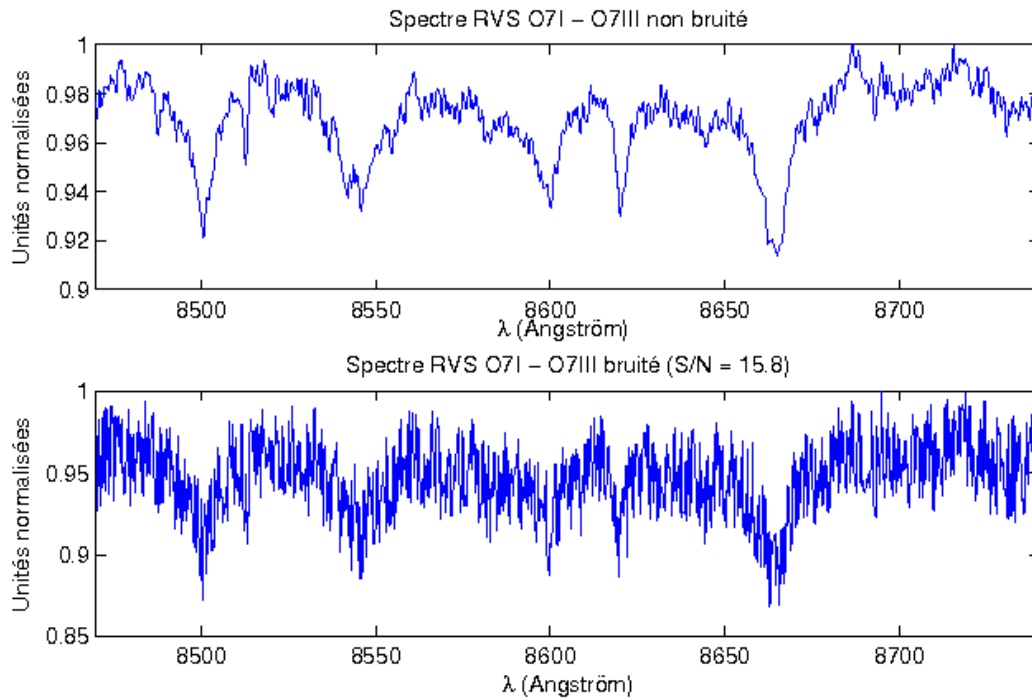


Figure 32 : En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O7I et O7III sans ajout de bruit. En bas, le même spectre auquel a été ajouté du bruit.

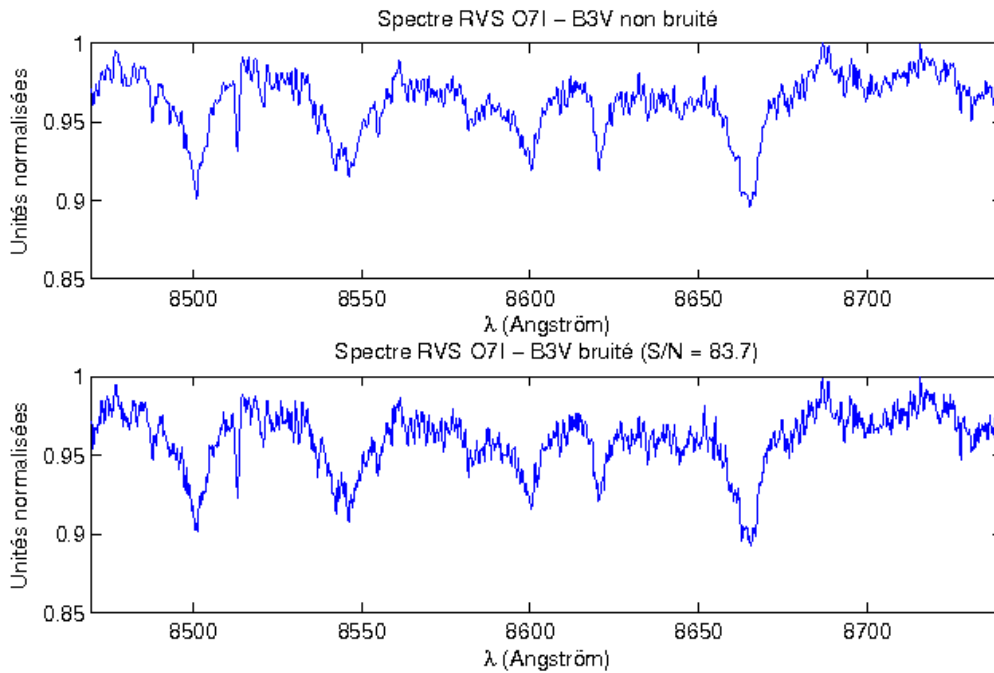


Figure 33 : En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O7I et B3V sans ajout de bruit. En bas, le même spectre auquel a été ajouté du bruit.

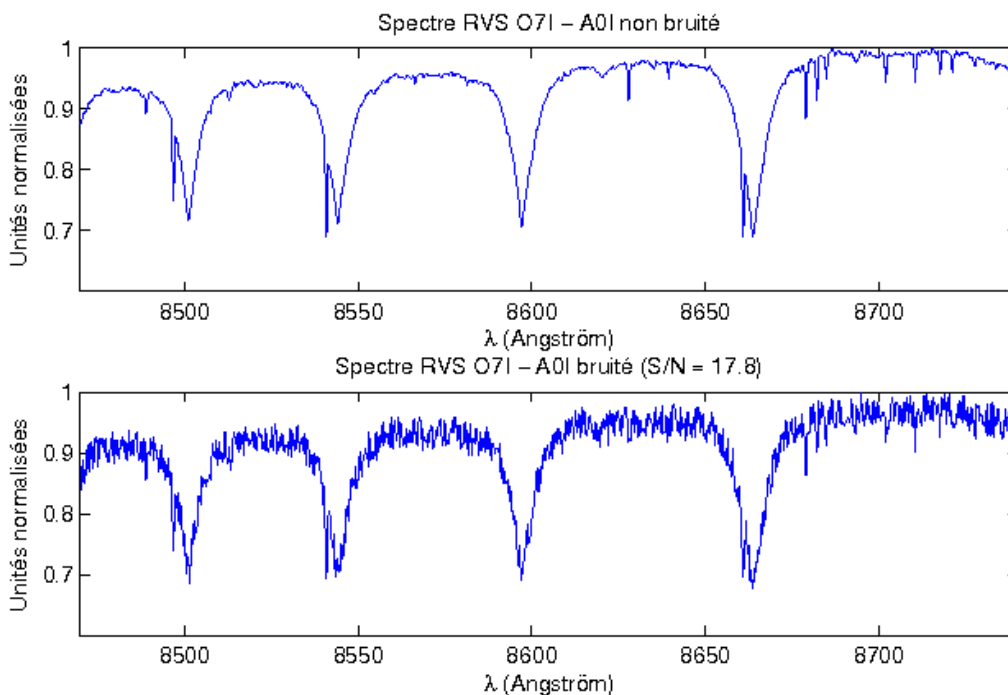


Figure 34 : En haut, spectre résultant de la combinaison des étoiles O7I et A0I sans ajout de bruit. En bas, le même spectre auquel a été ajouté du bruit.

A nouveau, on réalisera une corrélation croisée avec les mêmes masques que précédemment pour déterminer si les spectres obtenus présentent une signature SB1, SB2 ou aucune signature. Et, partant de ces résultats, nous tirerons des conclusions quant aux résultats futurs du RVS de GAIA.

3.1.2. Hypothèses, paramètres et spectres

Les hypothèses de travail dans cette section seront moins fortes que précédemment, néanmoins, les hypothèses les plus importantes à souligner sont celles d'une orbite circulaire et l'adoption d'une distribution uniforme de probabilité des différents paramètres pour notre génération de nombres aléatoires.

Les valeurs des différents paramètres sont :

- Orbite circulaire : $e = 0$
- Longitude du nœud ascendant indéfinie : $\omega = \text{indéfini}$
- Rapport de masse : q : 100 valeurs générées
- Demi-grand axe : a : $100 \times 300 = 30000$ valeurs générées
- Période : P : $100 \times 300 = 30000$ valeurs
- Inclinaison : i : $30000 \times 50 = 15 \cdot 10^5$ valeurs générées
- K : $30000 \times 50 = 15 \cdot 10^5$ valeurs
- Anomalie vraie : $\phi = \{0, \pi\}$

Comme nous l'avons déjà dit, nous travaillerons avec 3 étoiles O. Ce qui nous donne donc, au total, $15 \cdot 10^5 \times 3$ étoiles $\times 2$ vitesses = $9 \cdot 10^6$ spectres à étudier.

Les spectres utilisés, pour les étoiles BAFGKM, sont les mêmes spectres synthétiques calculés par MUNARI U. & CASTELLI F. (2000) ET PAR CASTELLI F. & MUNARI U. (2001). Les spectres des étoiles O proviennent toujours des observations réalisées par le GAPHE (Groupe d' AstroPhysique des Hautes Energies) et analysées par NAZÉ Y. (2007).

3.2. Résultats et analyses

La première partie des simulations nous a poussé à prendre une tolérance sur la détection des vitesses de 25km/s, ce qui correspond à la sensibilité de l'instrument. En théorie, la précision du RVS devrait être de 10km/s, néanmoins, les processus informatiques qui seront mis en place pour mesurer les vitesses seront plus complexes et plus précis que les corrélations croisées utilisées dans ce travail. Notre tolérance plus élevée a donc pour but de compenser la moins bonne performance de notre corrélateur.

Dans cette section, notre but est d'étudier la détectabilité de systèmes binaires réels, c'est pourquoi nous avons simulé un nombre relativement important de spectres. Ceci ayant pour but de couvrir un large échantillon de cas vraisemblables dans la réalité.

Notre corrélateur a été testé dans la première partie et la composition du spectre RVS a été expliquée et illustrée précédemment. Dans un premier temps, nous allons commenter la distribution des périodes et des rapports de masses. Ensuite, nous aborderons les systèmes binaires O + étoile (sous entendu étoile BAFGKM). Enfin nous discuterons des systèmes binaires O + O.

3.2.1. Périodes et rapports de masses

Les histogrammes des périodes des binaires simulées sont montrés à la Figure 35. La distribution des périodes dépend du rapport de masse, ce qui explique les légères différences entre les trois étoiles O. Néanmoins, on remarque que les périodes les plus souvent simulées sont les plus courtes. Ceci influencera aussi le comportement des distributions de vitesses radiales. En effet, aux longues périodes orbitales sont principalement associées les faibles vitesses³⁸. Nous n'entrerons pas dans plus de détails en ce qui concerne les périodes. Ajoutons simplement que les périodes maximales potentiellement détectables par le RVS seront de l'ordre de 10 ans. En effet, pour détecter une signature binaire, les étoiles doivent avoir couvert au moins un demi-cycle orbital. La durée de vie de la mission étant de 5 ans, les couples dont la période orbitale est supérieure à 10 ans ne seront donc pas détectés.³⁹

L'histogramme des rapports de masse des systèmes simulés et celui des rapports de masse « détectés » sur base de ces simulations sont présentés à la Figure 36. Notons que la distribution initiale favorise les rapports de masse élevés par rapport aux rapports plus petits. La distribution des systèmes détectés (hormis ceux de vitesses inférieures à 25km/s, i.e. vitesses nulles), favorise, elle, largement les rapports supérieurs à 0,5. Ceci est en bon accord avec les observations réelles qui montrent en général un nombre plus important de rapports de masses proches de un. On retrouve donc le biais observationnel lié au seuil de détection des variations de vitesses radiales. En effet, si on tenait compte des vitesses nulles, la distribution détectée aurait sensiblement la même forme que la distribution initiale. Néanmoins, dans la réalité, ces systèmes ne seront pas identifiés comme systèmes binaires. Remarquons enfin que les rapports de masse sont en général plus facilement mesurés sur les spectres simulés avec l'étoile O7I. Ceci est dû au fait que l'étoile O7I possède des raies spectrales plus fines et donc plus facilement détectables avec précision via la corrélation croisée.

³⁸ Faibles vitesses même sous inclinaison proche de 90° contrairement aux systèmes qui pourraient avoir une grande vitesse mais qui seraient vus sous inclinaison faible.

³⁹ Précisons que cela ne signifie pas que les variations de vitesse radiale associées à une période aussi longue seront effectivement mesurables avec l'instrument RVS.

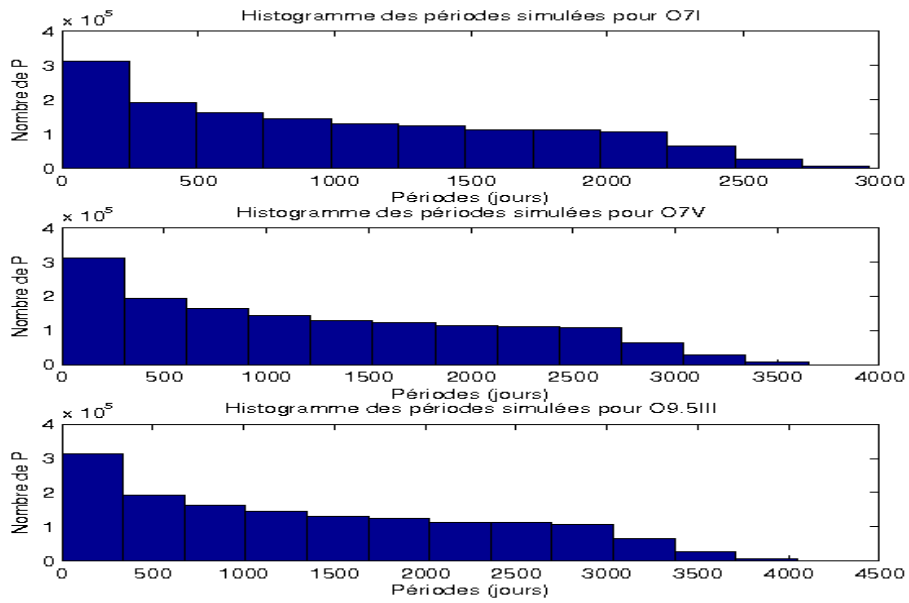


Figure 35 : Périodes simulées pour les trois étoiles O

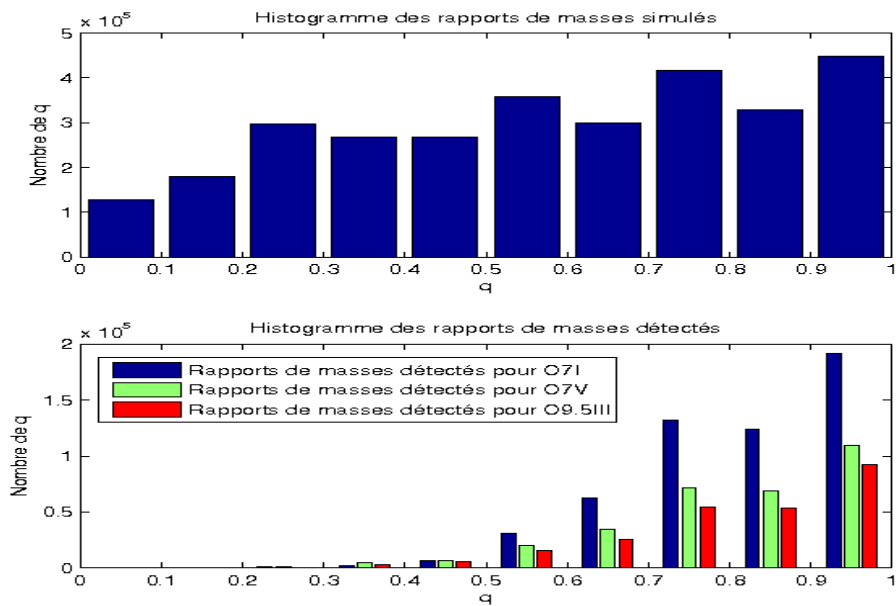


Figure 36 : Histogramme des rapports de masses

3.2.2. Systèmes O + étoile

La Figure 37 montre la distribution des vitesses de l'étoile O. Les vitesses faibles sont majoritaires. Ceci est important à souligner car une vitesse élevée est souvent synonyme de période courte et donc plus facilement détectable. La distribution dépend, une fois de plus du rapport de masses, ce qui explique les différences entre étoiles. Les deux histogrammes suivants montrent les distributions résultantes sans et avec bruit ajouté. Le premier pic est, à nouveau, à prendre avec précaution puisqu'il correspond aux vitesses nulles ou faibles⁴⁰. La distribution est ensuite assez semblable à la distribution initiale même si les grandes vitesses sont moins facilement détectées. La proportion de signatures SB2 est assez importante et, assez curieusement, augmente lorsqu'on inclut du bruit dans les simulations. Ceci est dû au fait que le nombre de systèmes SB1 détectés diminue, alors que le nombre des SB2 varie moins. En général, l'ajout du bruit diminue la détectabilité des systèmes sauf pour le premier pic de O9.5III.

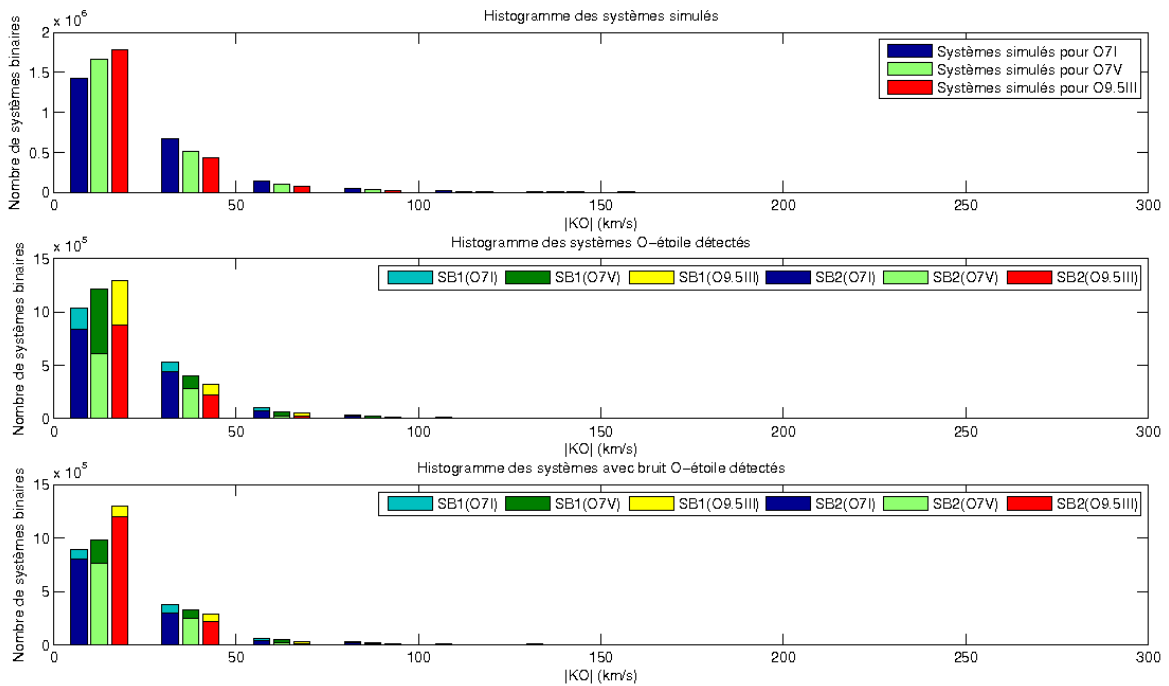


Figure 37 : Histogrammes des vitesses des étoiles O simulées et détectées⁴¹. Les amplitudes des vitesses de l'étoile O sont représentées pour des intervalles détaillés dans le Tableau 13 en annexe.

⁴⁰ Notre tolérance d'erreur étant de 25km/s, les résultats du premier pic peuvent être considérés comme à vitesse nulle.

⁴¹ Un agrandi des Figure 37 à Figure 40 est porté en annexe pour une meilleure lisibilité.

La détection des systèmes est assez bonne. En effet, on arrive à détecter, en moyenne⁴² :

Étoiles	Signatures SB1 (%)		Signatures SB2 (%)		Signatures SB1+SB2 (%)	
	Sans bruit	Avec bruit	Sans bruit	Avec bruit	Sans bruit	Avec bruit
O7I	24.9	11.7	44.6	35.5	69.5	47.2
O7V	38.6	21.0	24.8	26.3	63.4	47.3
O9.5III	35.4	19.9	23.8	20.2	59.2	40.1

On voit que la détection des signatures SB2 est meilleure pour la super-géante O. Le nombre de systèmes bruités détectés est inférieur au nombre de systèmes non bruités détectés. La proportion de systèmes SB1 par rapport aux systèmes SB2 change selon qu'on ajoute ou non du bruit. En conclusion, on détecte environ 45% des signatures SB1 et SB2 pour des signaux bruités, ce qui est relativement bon.

En ce qui concerne la distribution des vitesses des étoiles compagnons, les conclusions à tirer sont semblables mais des différences sont tout de même à noter. Tout d'abord, le premier pic n'est plus le plus important. Ensuite, la proportion de signatures SB1 est plus importante. Enfin, les deux premiers pics de détection lorsqu'on ajoute du bruit sont plus importants. De nouveaux, les grandes vitesses sont les plus rares et un peu moins bien détectées.

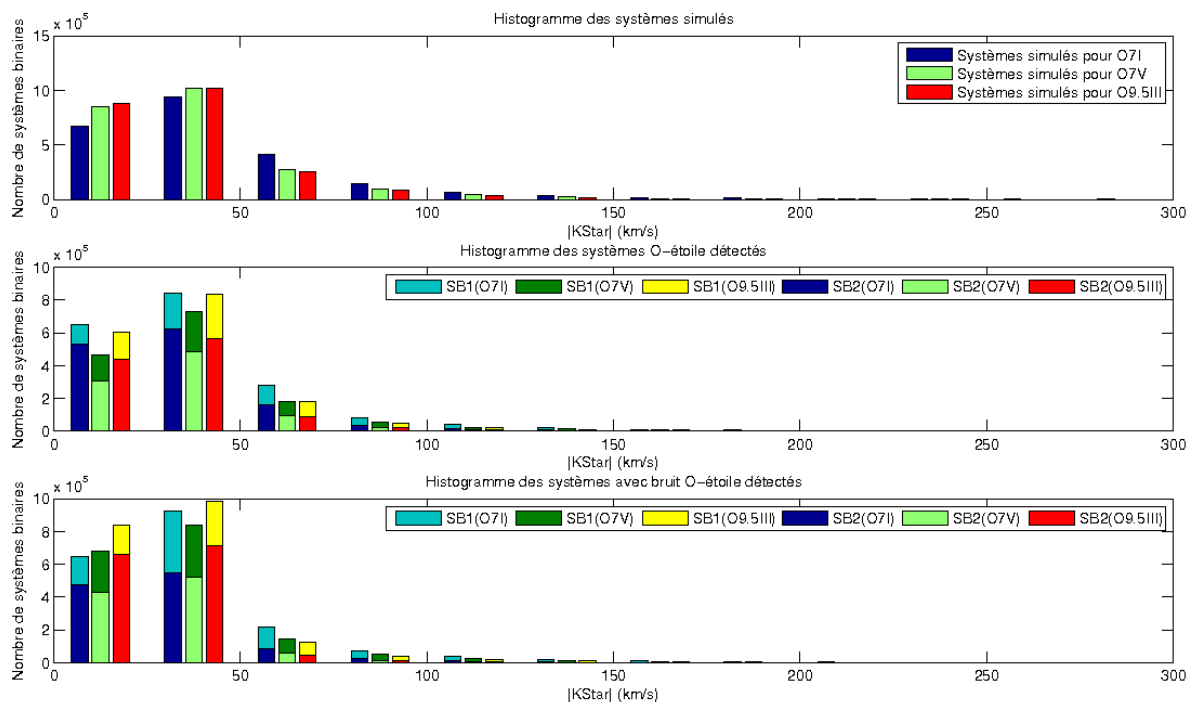


Figure 38 : Histogrammes des vitesses des étoiles compagnons simulées et détectées

⁴² Le premier intervalle a été exclu de cette moyenne. Des tableaux plus détaillés, reprenant les pourcentages de détection intervalle par intervalle sont portés en annexe.

La détection des systèmes est en moyenne :

Étoiles	Signatures SB1 (%)		Signatures SB2 (%)		Signatures SB1+SB2 (%)	
	Sans bruit	Avec bruit	Sans bruit	Avec bruit	Sans bruit	Avec bruit
O7I	37.8	40.1	21.5	17.3	58.3	57.4
O7V	38.3	42.1	18.3	16.4	56.6	58.5
O9.5III	38.9	42.3	17.8	14.5	56.7	56.8

Assez curieusement, la proportion de systèmes SB1 et SB2 détectés est pratiquement identique avec ou sans bruit. La proportion de signature SB1 est cependant plus importante dans ce cas que pour les vitesses de l'étoile O. On détecte environ 57% des systèmes.

3.2.3. Système O + O

L'aspect général des systèmes simulés est fort semblable à celui des systèmes O + étoile. Tout comme dans la première partie, la proportion de signature SB2 est plus faible que dans les cas O + étoile. Ceci s'explique par les mêmes raisons que discutées dans la première partie et illustrées par le cas d'AO Cas.

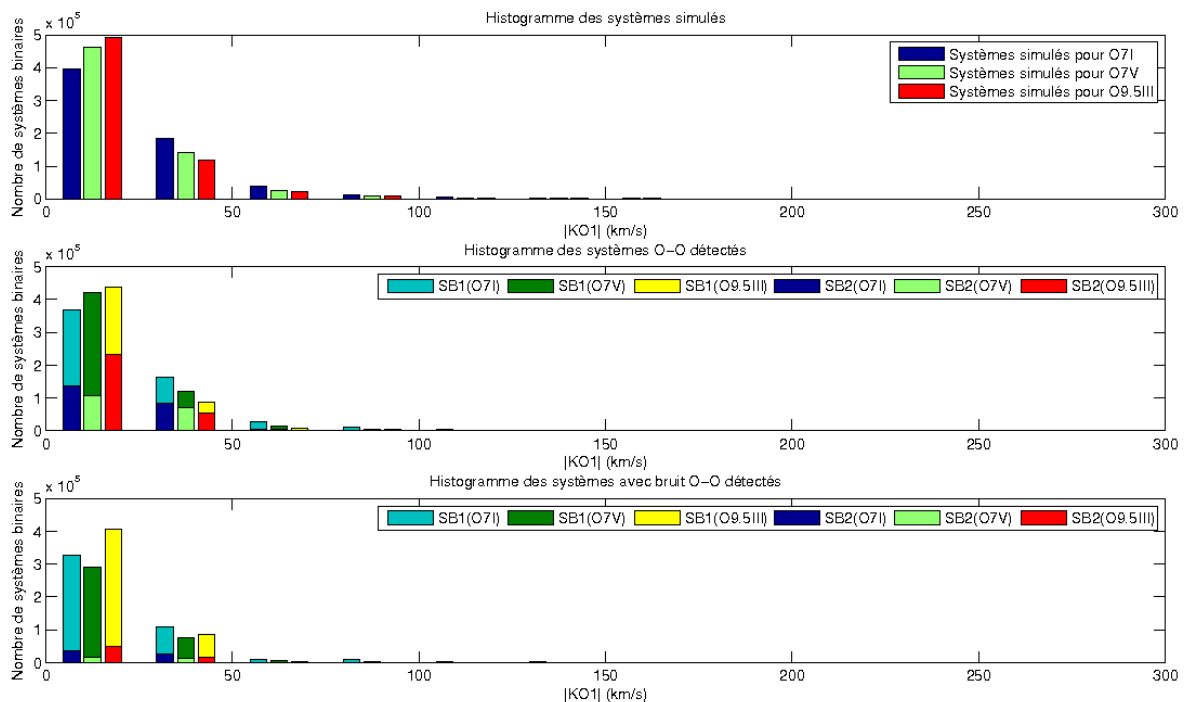


Figure 39 : Histogrammes des vitesses des étoiles O1 simulées et détectées

La détection des systèmes est en moyenne :

Étoiles	Signatures SB1 (%)		Signatures SB2 (%)		Signatures SB1+SB2 (%)	
	Sans bruit	Avec bruit	Sans bruit	Avec bruit	Sans bruit	Avec bruit
O7I	61.0	38.6	17.3	7.2	78.3	45.8
O7V	44.4	32.9	11.1	5.2	55.5	38.1
O9.5III	39.6	27.7	12.0	5.3	51.6	33.0

L'étude du tableau montre à nouveau, une différence entre l'étoile super-géante O7I et les deux autres étoiles massives. La proportion de systèmes détectés est plus importante pour cette dernière. Comme nous l'avons souligné plus haut, la proportion de signature SB2 est nettement plus faible que dans les cas O + étoile. Le nombre total de systèmes détectés (signature SB1+SB2) est de l'ordre de 40%.

En ce qui concerne la vitesse de l'étoile O secondaire (KO2), la distribution initiale ressemble à celle des vitesses des étoiles compagnons. L'impact du bruit sur la détection des signatures SB2 semble évident. Le pourcentage de détection est également plus faible que pour les vitesses KO1. Le pourcentage de détection est de l'ordre de 17%, ce qui est nettement plus faible que les résultats précédents.

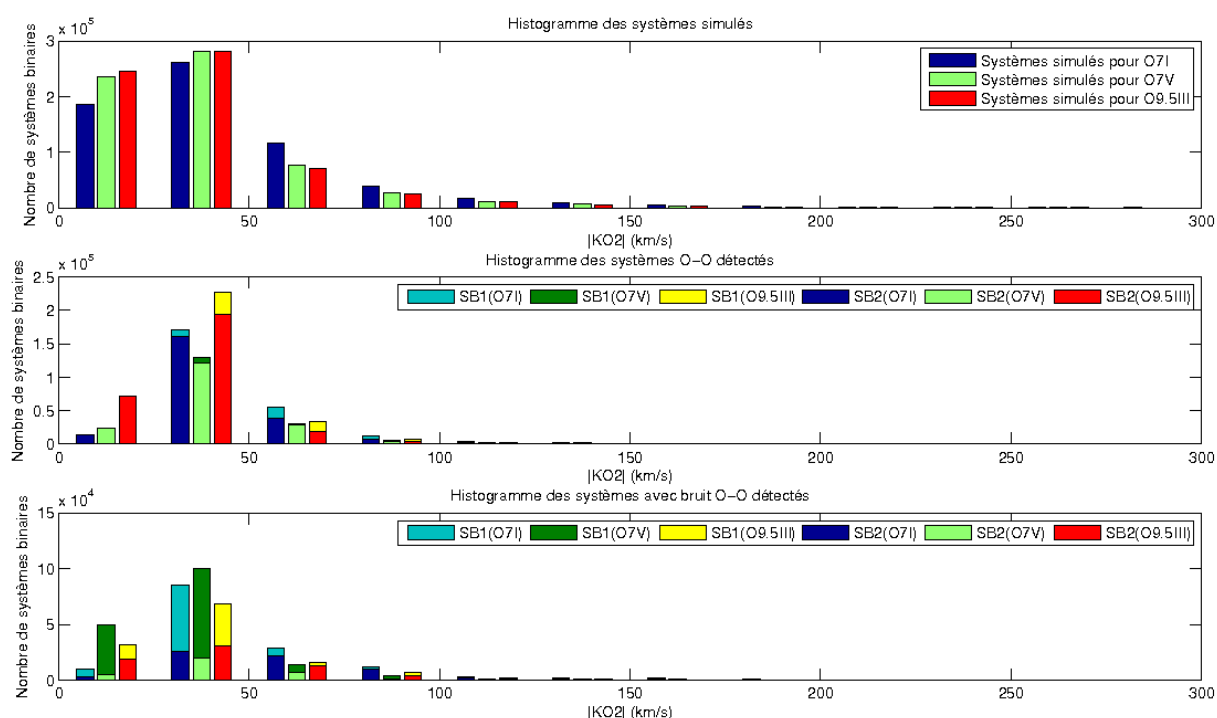


Figure 40 : Histogrammes des vitesses des étoiles O2 simulées et détectées

La détection des systèmes est en moyenne :

Étoiles	Signatures SB1 (%)		Signatures SB2 (%)		Signatures SB1+SB2 (%)	
	Sans bruit	Avec bruit	Sans bruit	Avec bruit	Sans bruit	Avec bruit
O7I	7.2	9.8	20.1	11.6	27.3	21.4
O7V	9.6	12.2	12.7	5.9	22.1	18.1
O9.5III	8.4	9.5	14.6	7.4	23.0	16.9

3.2.4. Conclusion

Vu le nombre important de systèmes générés, il n'est pas possible de donner une analyse aussi détaillée que dans la première partie. Néanmoins, on remarque que la classe de luminosité de l'étoile O a un impact sur la détectabilité des systèmes, qu'ils soient O + étoile ou O + O. La proportion de systèmes détectés, hors vitesse nulle, est systématiquement plus grande pour l'étoile O7 super-géante et ceci s'explique principalement par les raies plus fines (et donc plus facilement détectables) de cette étoile. L'ajout du bruit a réduit le nombre de systèmes détectés et augmente (en général) la proportion de signatures spectrales SB1. Une analyse plus précise des pourcentages d'étoiles détectées par intervalle de vitesses⁴³ montre que les vitesses plus élevées sont plus difficiles à détecter. On risque donc de commettre un biais systématique sur les systèmes présentant de telles vitesses. Néanmoins, les systèmes avec des vitesses élevées sont peu nombreux. Nous n'avons pas tenu compte du premier intervalle de vitesse dans nos analyses pour les raisons développées au paragraphe précédent. En conclusion, le RVS de GAIA permettra très certainement de détecter des systèmes binaires contenant une étoile massive mais l'instrument n'est pas particulièrement bien adapté pour cet objectif, les raies des étoiles massives dans ce domaine de longueur d'onde étant peu profondes et larges. En particulier, nos simulations ont montré qu'il y a peu de chances de détecter des binaires O + compagnon avec un rapport de masse inférieur à 0.4, ce qui signifie que le bénéfice d'un domaine spectral plus rouge, et donc plus adapté aux étoiles de plus faible masse, ne permet pas de compenser le handicap du rapport de luminosité qui joue contre la détection de ce genre de systèmes. Le RVS ne permettra donc malheureusement pas de tirer des conclusions sur la proportion réelle de systèmes binaires dans ce domaine de rapports de masse.

⁴³ Voir annexe

4. L'instrument ASTRO et les étoiles massives

Dans ce dernier point, nous allons nous pencher sur un autre aspect de la mission GAIA, l'astrométrie. En fait, GAIA est avant toute chose une mission astrométrique. Le but de cette partie est d'obtenir une estimation des progrès que nous pourrions espérer faire grâce à GAIA dans la connaissance des distances et des magnitudes absolues des étoiles O. Nous subdiviserons en deux points ce paragraphe. Dans le premier, nous étudierons la précision de la calibration de l'instrument par rapport à des distances simulées d'étoiles du catalogue de HUMPHREYS (1978). Ensuite, dans un second temps, nous étudierons l'importance du biais de LUTZ & KELKER (1973) sur les résultats de GAIA relatifs aux étoiles O.

4.1. *Distances et calibrations*

4.1.1. Méthodologie et simulations

Le catalogue de HUMPHREYS (1978) contient : le type spectral et la classe de luminosité d'un échantillon important d'étoiles OB, les magnitudes apparentes, les rougissemments et une distance approximative de ces étoiles (en réalité la distance de l'amas ou de l'association auquel appartient l'étoile).

La précision sur les mesures de parallaxe de GAIA sont connues et dépendent de la classe spectrale de l'étoile et de sa magnitude visuelle (voir première partie).

Partant des magnitudes visuelles du catalogue de HUMPHREYS (1978), on sélectionne un écart type sur la précision de la mesure de parallaxe :

Type spectral	Magnitude visuelle	Ecart type σ_{GAIA} (μas)
O	<10	<7
	<15	25

Ensuite, nous utilisons les estimations de distances de HUMPHREYS (1978) et nous simulons une parallaxe mesurée dans l'intervalle :

$$[\Pi_{hum} - \sigma_{GAIA}, \Pi_{hum} + \sigma_{GAIA}]$$

Ici, Π_{hum} désigne la parallaxe correspondante à la distance donnée par HUMPHREYS (1978).

A partir de cette parallaxe simulée, on peut calculer la magnitude absolue :

$$M_{abs} = M_{vis} - A_v - d_{sim} \quad (0.7)$$

Où A_v est le rougissemment (fourni par le catalogue) et d_{sim} le module de distance simulé $d_{sim} = 5 \cdot \log_{10}(\text{distance}) - 5$.

On peut ensuite prendre la moyenne et l'écart type de cette magnitude absolue pour les différents types spectraux et classes de luminosité. Cette moyenne sera comparée aux calibrations de MARTINS *et al.* (2005) dans le but d'évaluer la précision des parallaxes et leur aptitude à nous fournir une calibration absolue des étoiles O, les dispersions intrinsèques aux différents types stellaires.

4.1.2. Résultats et analyses

Pour chaque type spectral et classe de luminosité, nous avons calculé la moyenne et l'écart type de la magnitude absolue M_{abs} . Comparons tout d'abord les moyennes calculées aux calibrations de MARTINS *et al.* (2005) :

Type spectral (x)	Calibration M_{abs} Oxi	M_{abs} Oxi	Calibration M_{abs} OxiIII	M_{abs} OxiIII	Calibration M_{abs} OxiV	M_{abs} OxiV
3	-6.35	-7.00	-6.13	/	-5.79	-5.50
4	-6,34	-7.00	-5.98	/	-5.50	-5.50
5	-6,33	-7.00	-5.84	-6.40	-5.21	-5.50
5.5	-6.33	/	-5.76	/	-5.07	-5.40
6	-6.32	/	-5.69	-5.60	-4.92	-5.30
6.5	-6.31	-7.00	-5.62	-5.60	-4.77	-5.26
7	-6.31	-6.30	-5.54	-5.60	-4.63	-4.80
7.5	-6.30	/	-5.47	-5.60	-4.48	-4.80
8	-6.30	-6.58	-5.40	-5.60	-4.34	-4.40
8.5	-6.29	-6.20	-5.32	-5.60	-4.19	-4.80
9	-6.29	-6.22	-5.25	-5.58	-4.05	-4.30
9.5	-6.28	-6.40	-5.18	-5.35	-3.90	-4.11

Si on compare la calibration à la simulation ($M_{abs,calib} - M_{abs,sim}$) on obtient :

Type spectral (x)	3	4	5	5.5	6	6.5	7	7.5	8	8.5	9	9.5
Oxi	0.65	0.66	0.67	/	/	0.69	-0.01	/	0.28	-0.09	-0.07	0.12
OxiIII	/	/	0.56	/	-0.09	-0.02	0.06	0.13	0.20	0.28	0.33	0.17
OxiV	-0.29	0	0.29	0.33	0.38	0.49	0.17	0.32	0.06	0.21	0.25	0.21

Les écarts entre la calibration de MARTINS *et al.* et nos simulations basées sur les distances de HUMPHREYS (1978) sont au maximum de 0,69 magnitude. Il s'agit d'écarts très importants (rappelons que l'échelle des magnitudes est une échelle logarithmique) qui sont la plupart du temps dans le sens que la magnitude simulée est plus négative que la calibration récente. Ces constatations suggèrent que les distances adoptées par HUMPHREYS (1978) sont probablement surestimées. Les erreurs les plus importantes apparaissent pour les super-géantes chaudes. Les types spectraux 7 et 7.5 sont ceux pour lesquels calibration et simulation sont les plus proches.

Les écarts-types sur les magnitudes absolues calculées ci-dessus, au sein des différents types spectraux et classe de luminosité sont :

Type spectral (x)	3	4	5	5.5	6	6.5	7	7.5	8	8.5	9	9.5
σ_{OxI}	0*	0	0	/	/	0	0*	/	0.40	0	0.16	0.32
σ_{OxIII}	/	/	0	/	0*	0*	0*	0*	0	0	0.10	0.22
σ_{OxV}	0*	0*	0.01	0	0*	0.11	0*	0*	0.01	0*	0.02	0.05

Notation : 0 signifie qu'il existe plusieurs étoiles de ce type spectral dans le catalogue de HUMPHREYS et que leur magnitude absolue est très proche. 0 signifie qu'il n'y a qu'une seule étoile de ce type dans le catalogue, l'écart-type est donc nul.*

On voit que les écarts-types peuvent être significatifs pour certains types spectraux (jusqu'à 0,4 magnitude). Les différences au sein même d'un type spectral sont parfois importantes. Néanmoins, les types spectraux pour lesquels l'écart-type est le plus fort ne sont pas ceux pour lesquels moyenne de calibration et moyenne simulée s'écartent le plus.

Pour évaluer la précision sur les parallaxes, nous avons recalculé les moyennes et écarts-types en utilisant directement les parallaxes du catalogue de HUMPHREYS. Les résultats sont les mêmes que ceux obtenus précédemment au travers de nos simulations en tenant compte des erreurs de mesure de GAIA, aussi bien pour les moyennes de magnitudes absolues que pour les écarts-types. La précision de l'instrument astrométrique se révèle donc très bonne. Le désaccord entre la calibration de MARTINS *et al.* et nos simulations provient donc soit d'un problème avec les calibrations, soit, ce qui est plus probable, d'imprécisions sur les distances dans le catalogue de HUMPHREYS. Nos simulations nous montrent donc que les mesures astrométriques de GAIA sur des étoiles O de magnitude visuelle < 15 seront tout à fait capables de tester (et d'affiner) la calibration en magnitude absolue des étoiles O et de contraindre la dispersion intrinsèque qui pourrait exister au sein d'un même type spectral.

4.2. Précision et biais

Ce deuxième point consiste en l'étude de l'importance du biais de LUTZ & KELKER (1973) dans les observations d'étoiles O réalisées avec GAIA. Nous allons tout d'abord rappeler en quoi consiste le biais de LUTZ & KELKER, ensuite nous expliquerons brièvement la simulation réalisée et enfin nous donnerons nos conclusions.

4.2.1. Biais de Lutz-Kelker

Une erreur systématique peut être introduite quand des parallaxes trigonométriques sont utilisées pour calibrer la luminosité d'un système. Quand des étoiles sont sélectionnées avec une limite inférieure Π_{inf} dans les valeurs de parallaxes observées, on favorise les étoiles pour lesquelles la mesure de parallaxe résultante est trop grande. Cet effet systématique est produit par les erreurs d'observations σ supposées symétriques. En effet, par suite de l'erreur, certaines étoiles, réellement hors de la limite inférieure adoptée ($\Pi < \Pi_{inf}$), seront considérées dans l'échantillon ($\Pi_{obs} > \Pi_{inf}$) alors que d'autres étoiles, réellement dans la limite adoptée, ($\Pi > \Pi_{inf}$) seront rejetées par les observations car $\Pi_{obs} < \Pi_{inf}$. Cependant, il y a plus d'étoiles justes à l'extérieur que juste à l'intérieur. Donc plus d'étoiles avec une parallaxe inférieure à la limite seront considérées dans l'échantillon et moins avec une plus grande parallaxe. Dès lors, la vraie parallaxe moyenne pour l'échantillon sera plus petite que la parallaxe moyenne déduite des observations. LUTZ & KELKER (1973) ont montré que, pour une distribution uniforme d'étoiles dans l'espace et pour une erreur de mesure gaussienne, l'erreur sur la parallaxe observée dépend du rapport σ/Π_{obs} et l'erreur sur la magnitude absolue dépend du rapport $Z = \Pi/\Pi_{obs}$. Dès lors, on voit que l'erreur ne dépend pas seulement de la précision sur la parallaxe observée mais également de l'écart-type de cette grandeur. (LUTZ & KELKER, 1973).

4.2.2. Méthodologie et simulations

La démarche suivie est assez similaire à celle développée au point précédent. On supposera les parallaxes de HUMPHREYS comme étant les parallaxes observées et nous étudierons l'erreur systématique sur la magnitude en fonction du rapport σ/Π_{obs} .

4.2.3. Résultats et analyses

Calculons tout d'abord la valeur du rapport $\frac{\sigma}{\pi}$ pour les types spectraux et classe de luminosité :

Tableau 2 : Valeur du rapport $\frac{\sigma}{\pi}$

Type spectral (x)	OxI (σ_1)	OxI (σ_2)	OxIII (σ_1)	OxIII (σ_2)	OxV (σ_1)	OxV (σ_2)
3	0.024	0.070	/	/	0.020	/
4	0.018	/	/	/	0.014	/
5	0.024	0.045	0.018	0.049	0.014	/
5.5	/	/	/	/	0.017	/
6	/	/	0.014	/	0.016	/
6.5	0.020	/	0.017	/	0.012	/
7	0.013	/	0.014	0.047	0.011	/
7.5	/	/	0.007	/	0.010	/
8	0.012	/	0.004	/	0.012	0.034
8.5	0.019	/	0.020	/	0.007	/
9	0.016	/	0.010	/	0.011	0.054
9.5	0.013	0.11	0.015	/	0.007	0.068

$$\sigma_1 = \sigma_{GAIA,1} = 7 \mu as$$

$$\sigma_2 = \sigma_{GAIA,2} = 25 \mu as$$

En utilisant la table fournie par LUTZ & KELKER (1973), les corrections à apporter aux magnitudes absolues $\langle \Delta M \rangle$ sont :

Type spectral (x)	OxI (σ_1)	OxI (σ_2)	OxIII (σ_1)	OxIII (σ_2)	OxV (σ_1)	OxV (σ_2)
3	-0.01	-0.06	/	/	< -0.01	/
4	< -0.01	/	/	/	< -0.01	/
5	-0.01	-0.02	< -0.01	-0.02	< -0.01	/
5.5	/	/	/	/	< -0.01	/
6	/	/	< -0.01	/	< -0.01	/
6.5	< -0.01	/	< -0.01	/	< -0.01	/
7	< -0.01	/	< -0.01	-0.02	< -0.01	/
7.5	/	/	< -0.01	/	< -0.01	/
8	< -0.01	/	< -0.01	/	< -0.01	-0.015
8.5	< -0.01	/	< -0.01	/	< -0.01	/
9	< -0.01	/	< -0.01	/	< -0.01	-0.02
9.5	< -0.01	-0.14	< -0.01	/	< -0.01	-0.05

En conclusion, on voit que les corrections à apporter aux magnitudes absolues seront faibles excepté dans de rares cas. Notons que dans ces cas, on pourra obtenir une meilleure précision sur la magnitude moyenne des objets de ce type spectral en limitant l'échantillon aux objets plus brillants que la magnitude 10. La précision remarquable de GAIA permettra donc, dans la majorité des cas, de négliger le biais de Lutz-Kelker.

Conclusion

En vingt-deux siècles, l'astrométrie a connu de nombreuses révolutions mais aucune n'est comparable à celle que constitue GAIA. La précision de l'instrument ASTRO couplée au spectro-photomètre et au RVS font de ce satellite un outil puissant dans la collecte d'informations nouvelles non seulement sur notre galaxie mais sur l'univers tout entier. Les nombreux objectifs de la mission : cartographie 3D du ciel, détection d'exoplanètes, observation de quasars, supernovae, petits corps du système solaire, étude de physique théorique relativiste, ... couvrent un champ important de la physique et de l'astrophysique. Dans notre travail, nous avons abordé l'apport de cette mission à notre compréhension des étoiles massives : astres de plus de dix masses solaires qui, malgré leur courte vie et leur évolution rapide, sont les moteurs des galaxies. Leur vent puissant, leur évolution et leur explosion en supernovae entraînent la formation de nouvelles étoiles mais également des éléments lourds nécessaires à la vie. GAIA apportera de nouvelles informations sur ces corps rares, de nouvelles bases observationnelles qui permettront de comprendre la formation de ces objets, leur évolution,...

Après avoir établi les objectifs de la mission et avoir expliqué ce que sont les étoiles massives, nous avons réalisé une étude numérique sur les systèmes d'étoiles binaires comprenant au moins une étoile massive. Le but de cette étude était de voir dans quelle mesure le spectromètre à vitesse radiale (RVS) allait contribuer à l'amélioration des connaissances dans ce domaine. Dès la première partie, constituée de cas relativement idéaux, nous nous sommes rendu compte que le RVS ne sera probablement pas bien adapté à l'étude des étoiles massives. En effet, le domaine de longueur d'ondes choisi et l'assez faible résolution du RVS seront une entrave à la détection de systèmes binaires massifs. Nous avons ensuite, étudié un échantillon plus vaste de cas en simulant de manière aléatoire divers paramètres de l'orbite (inclinaison, rapport de masses, périodes) pour obtenir un ensemble de systèmes représentatifs de ce que l'on peut trouver dans la galaxie. L'ajout de bruit aléatoire sur les signaux représente l'ultime étape dans la simulation des résultats qui devraient être obtenus par le RVS. Cette seconde partie s'est montrée plus rassurante que ce que l'étude des cas idéaux n'avait laissé entrevoir sans toutefois s'avérer exceptionnelle. Les résultats ont montré que seuls 50% environ des systèmes pourraient être détectés et ce en incluant les signatures spectrales SB1.

Le troisième et dernier paragraphe de ce travail concernait un autre aspect de GAIA : l'astrométrie. Cette dernière étude avait pour premier objectif d'estimer la précision intrinsèque que les mesures GAIA permettront d'atteindre sur la calibration des magnitudes absolues des étoiles O. Les résultats de nos simulations ont montré que GAIA tiendra bien sa promesse au niveau de la meilleure connaissance des propriétés intrinsèques de ces étoiles. Le deuxième objectif était d'étudier l'impact du biais de Lutz-Kelker sur les parallaxes d'étoiles O recueillies par GAIA. A nouveau, nous avons été conforté quant à la précision du satellite. En effet, ce biais systématique n'aura qu'un très faible impact sur les données acquises.

En conclusion, la mission GAIA apportera sans doute des informations utiles et précieuses sur les étoiles massives mais la bande spectrale inadaptée du RVS privera les astrophysiciens de nombreuses informations sur la multiplicité de ces étoiles. On se rassurera en pensant que l'instrument astrométrique qui est finalement, le cœur de la mission, remplit, lui, toutes les attentes.

Remerciements

Nous tenons à remercier les membres du jury pour leur participation. Nous souhaitons remercier plus particulièrement le promoteur de ce travail, le Pr. G. RAUW, pour sa disponibilité, sa patience, ses remarques et conseils qui ont amélioré cette étude.

Annexes

*Annexe A*⁴⁴

Tableau 3 : Tableau récapitulatif des caractéristiques principales des étoiles massives

Type d'étoile	Température effective (kK)	Luminosité (L_{\odot})	Taux de perte de masse (M_{\odot} /an)	Vitesse du vent (km/s)	Durée de vie (millions d'années)
O	> 20	> 25000	10^{-5}	~2000	~10
LBV	>12	10^6	10^{-7} - 10^{-4}	~100	Courte (~0,025)
RSG/YSG	>10	$10^{5,4}$	10^{-3}	~10	~0,01
WR	$25 < T_{eff} < 50$	$> 10^5$	10^{-5}	~100 à 1000	~0,5

Notations utilisées :

- M_{\odot} : Masse solaire, $M_{\odot} = 1.9891 \cdot 10^{30} \text{ kg}$.
- L_{\odot} : Luminosité solaire, $L_{\odot} = 3,826 \cdot 10^{26} \text{ W}$
- WR : étoile Wolf Rayet.
- ZAMS : zero age main sequence ou séquence principale d'âge zéro.
- IMF : initial mass function ou fonction de masse initiale.
- LBV : Luminous Blue Variable ou géante bleue à luminosité variable.
- YSG : Yellow Super Giant ou super-géante jaune.
- RSG : Red Super Giant ou super-géante rouge.

⁴⁴ Les Annexe A et Annexe B font respectivement référence aux parties sur Les étoiles massives et sur Gaia.

Annexe B

Tableau 4 : Résumé général de la mission

Date de lancement	2011
Fin de la mission	2016 (5 ans après le lancement)
Lanceur	Soyouz-Fregat
Masse au lancement	2030 kg
Orbite : Orbite de type Lissajous autour du point L2	
Objectif : Créer une carte 3D, la plus large possible, de notre Galaxie en mesurant la position et la vitesse radiale d'1% des étoiles de la Voie Lactée (10 ⁹ étoiles).	

Tableau 5 : Budget de masse de GAIA (ESA Sc&T, 2009)

Component	Estimated Mass
Payload Module	524 kg
Service Module	868 kg
Spacecraft dry mass total	1392 kg
Micro propulsion propellant	59 kg
Propellant	237 kg
Launch mass	1934 kg
Launch Vehicle Adapter	95 kg
Total launch mass	2029 kg

Tableau 6 : Budget énergétique de Gaia (ESA Sc&T, 2009)

Component	Power
RF Communications	326 W
Data Management and AOCS	103 W
Electrical power & solar array	117 W
Propulsion (bilinear & micropropulsion)	24 W
Thermal control	0 W
SREM	2.6 W
Payload module	627 W
Total required power	1561 W
Solar array capability	1910 W

Tableau 7 : Caractéristiques des CCD

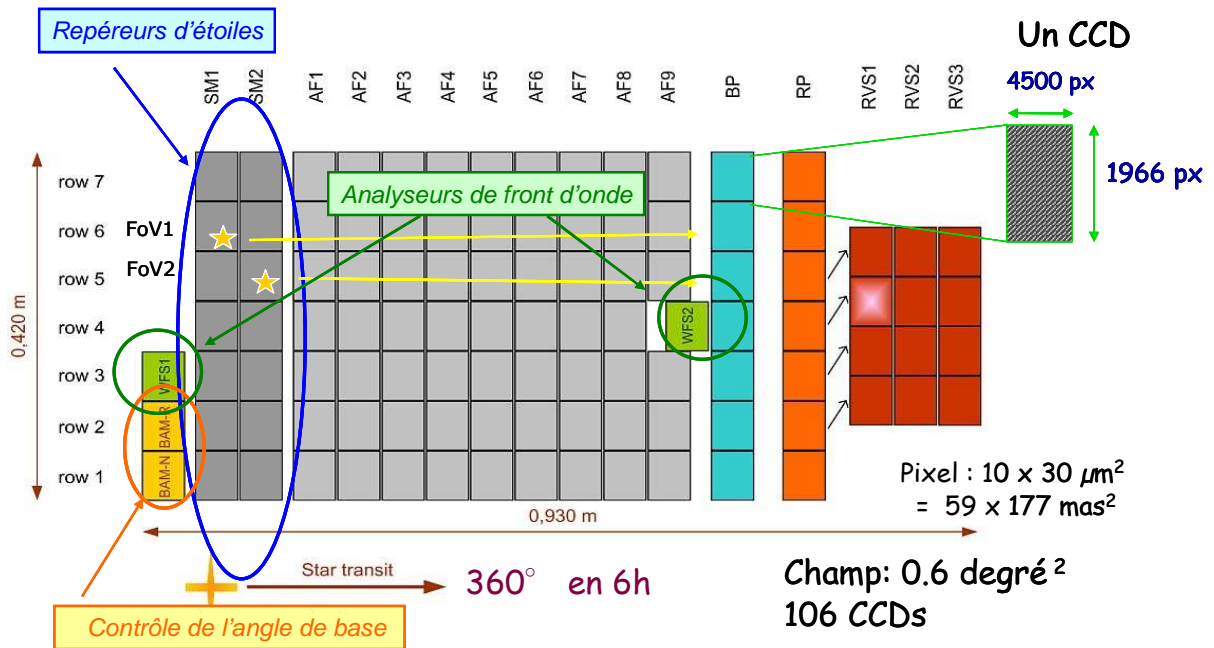
pixel size along scan	10 µm
pixel size across scan	30 µm
# of pixels along scan	4500
# of pixels across scan	1966
Operational temperature	-115 °C

Tableau 8 : Précision de l'instrument ASTRO (ESA Sc&T, 2009)

Type Stellaire	V mag	$\sigma(n)$ μ as
B1V	<10	<7
	15	<25
	20	<300
G2V	<10	<7
	15	<24
	20	<300
M6V	<10	<7
	15	<12
	20	<100

Tableau 9 : Distribution des capteurs dans le plan focal et schéma (ESA Sc&T, 2009) (TURON C., 2008)

Fonction	Nombre de CCD	Détails
Métopologie et alignement	4	2 wave front sensors (WFS), 2 basic angle monitoring (BAM)
Détection d'étoiles	14	2x 7 sky mapper (SM), 7 par télescope
Astrométrie (AF)	62	8 x 7, 1 x 6
Photométrie (BP, RP)	14	7 bleus et 7 rouges
Spectrométrie (RVS)	12	3 x 4



Annexe C⁴⁵

Tableau 10 : Tableau reprenant les caractéristiques principales (températures, masses, magnitude dans la bande spectrale du RVS) utilisées dans les parties 2 et 3.

Type spectral	T_{eff} (K)	V - I	V (I)	V (III)	V (V)	Masse(I)	Masse(III)	Masse(V)
O4	43000	-0.42	-6.3	-6.0	-5.5	58.5	47.4	47.0
O7	36500	-0.42	-6.3	-5.5	-4.6	38.4	29.6	25.3
O9.5	32000	-0.42	-6.3	-5.2	-3.9	27.8	20.6	18.0
B0	30000	-0.42	-6.4	-5.1	-4.0	25.0	20.0	17.5
B3	18700	-0.27	-6.3	-3.0	-1.6	22.0	12.0	7.6
B8	11900	-0.12	-6.2	-1.2	-0.2	17.6	5.2	3.8
A0	9520	0.00	-6.3	0.0	0.6	16.0	4.0	2.9
A5	8200	0.24	-6.6	0.7	1.9	13.0	3.2	2.0
F0	7200	0.47	-6.6	1.5	2.7	12.0	2.5	1.6
F5	6440	0.64	-6.6	1.6	3.5	10.0	1.8	1.4
G0	6030	0.81	-6.4	1.0	4.4	10.0	1.0	1.0
G5	5770	0.89	-6.2	0.9	5.1	12.0	1.1	0.9
K0	5250	1.06	-6.0	0.7	5.9	13.0	1.1	0.8
K4-5	4590	1.49	-5.8	-0.1	7.2	13.0	1.2	0.7
M1-2	3720	2.45	-5.6	-0.55	9.6	19.0	1.3	0.4

Tableau 11 : Longueurs d'onde et éléments relatifs aux raies utilisées pour la création du masque des étoiles O (masque 1)

Longueur d'onde λ	8500,321	8502,487	8545,387	8571,989	8574,842	8582,670	8598,396	8665,022
λ RVS	8500,25	8502,50	8545,50	8572,00	8574,75	8582,75	8598,50	8665,00
Élément	C III	H I	H I	N III	O III	He I	H I	H I

λ RVS : Longueur d'onde arrondie en fonction de la résolution du RVS

Tableau 12 : Longueurs d'onde et éléments relatifs aux raies utilisées pour la création du masque des autres étoiles (masque 2)

Longueur d'onde λ	λ RVS	Élément
8498,018	8498,00	Ca II
8502,487	8502,50	H I
8542,089	8542,00	Ca II
8545,384	8545,50	H I
8598,394	8598,50	H I
8662,140	8662,25	Ca II
8665,021	8665,00	H I
8682,990	8683,00	Ti I
8683,380	8683,50	N I

⁴⁵L'Annexe C fait référence aux parties Etude de binaires : Cas « idéaux » et Etude de binaires : vers des cas « réels ».

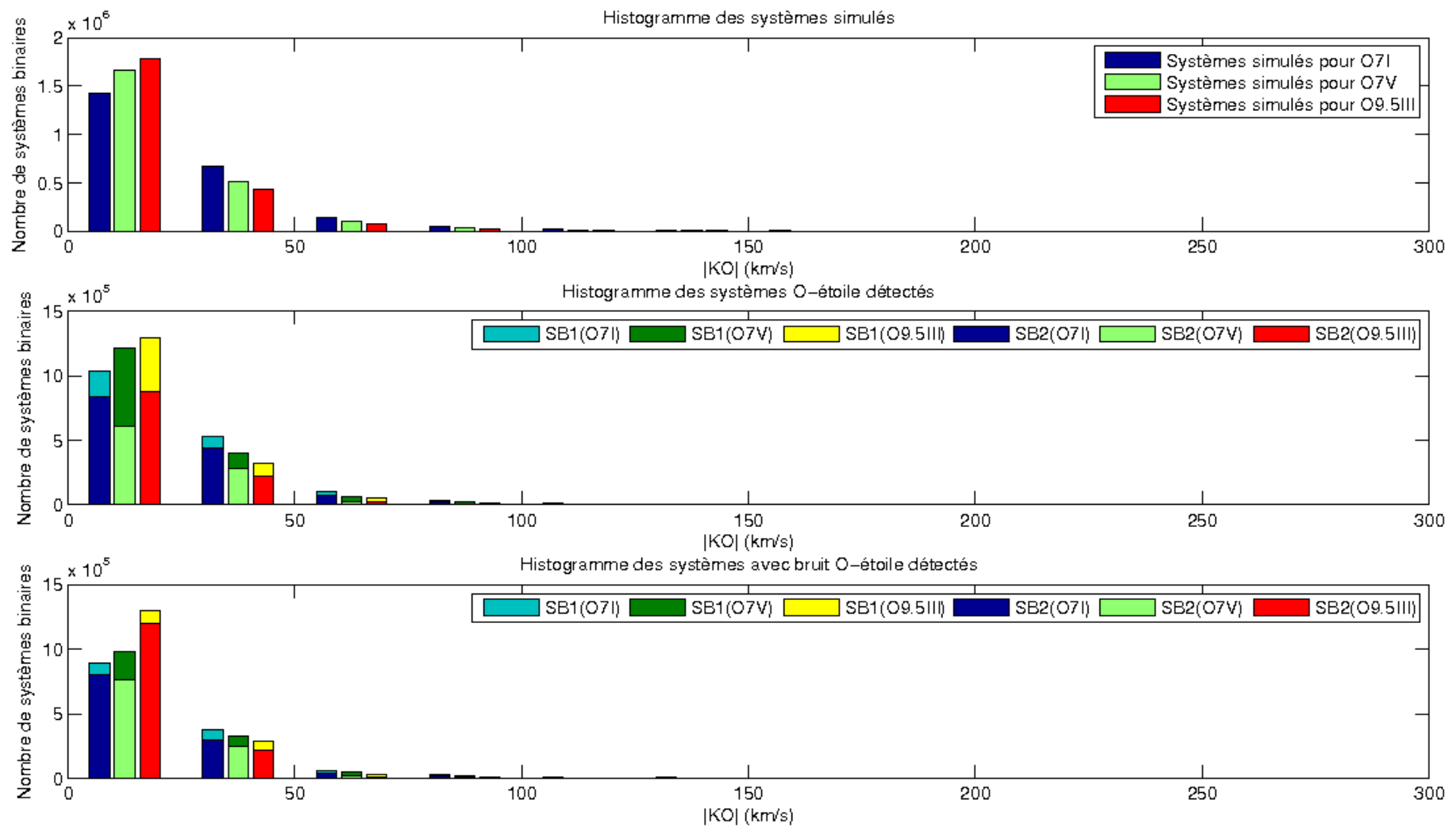


Figure 41 : Histogrammes des vitesses des étoiles O simulées et détectées (agrandi)

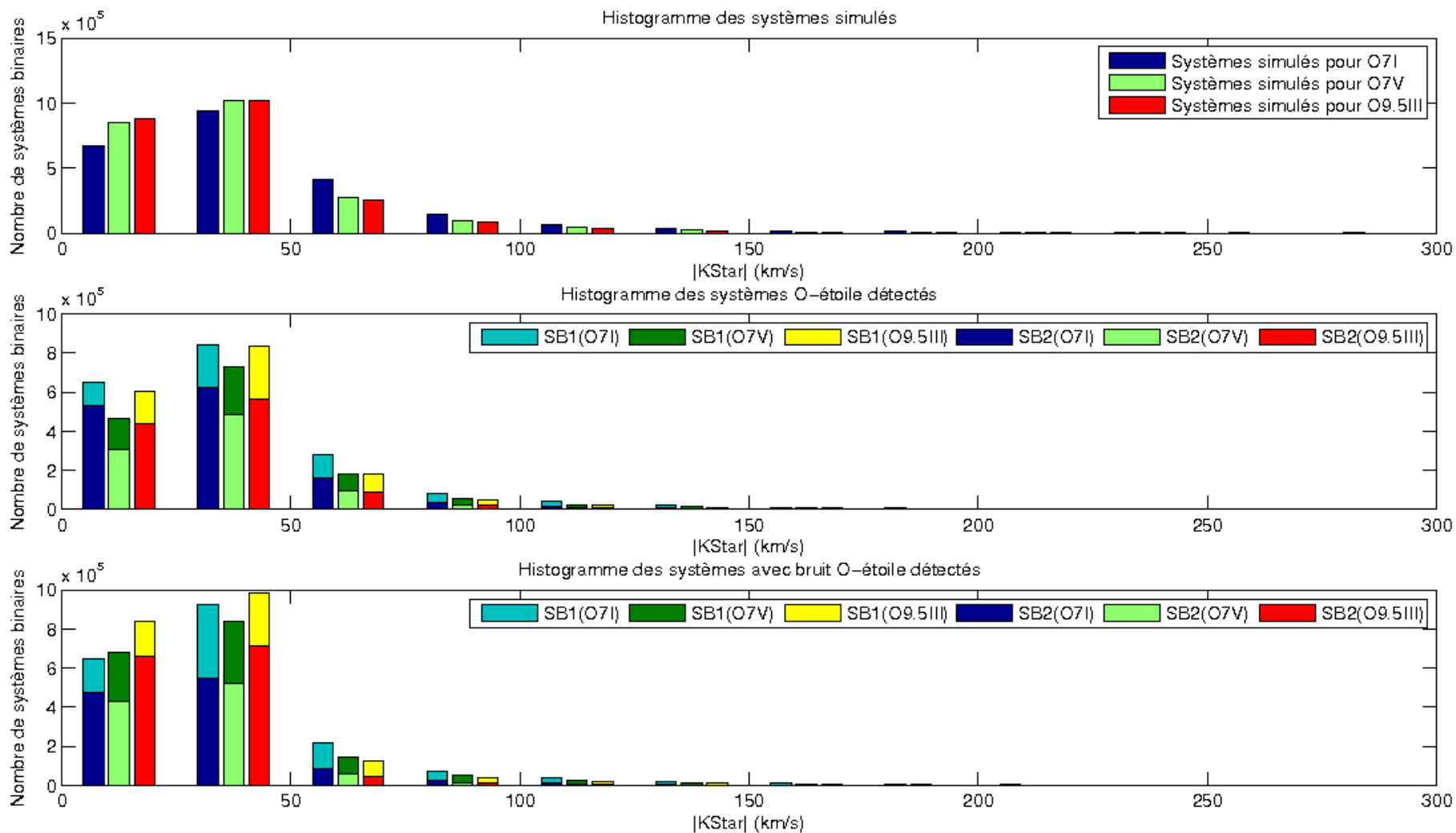


Figure 42 : Histogrammes des vitesses des étoiles compagnons simulées et détectées (agrandi)

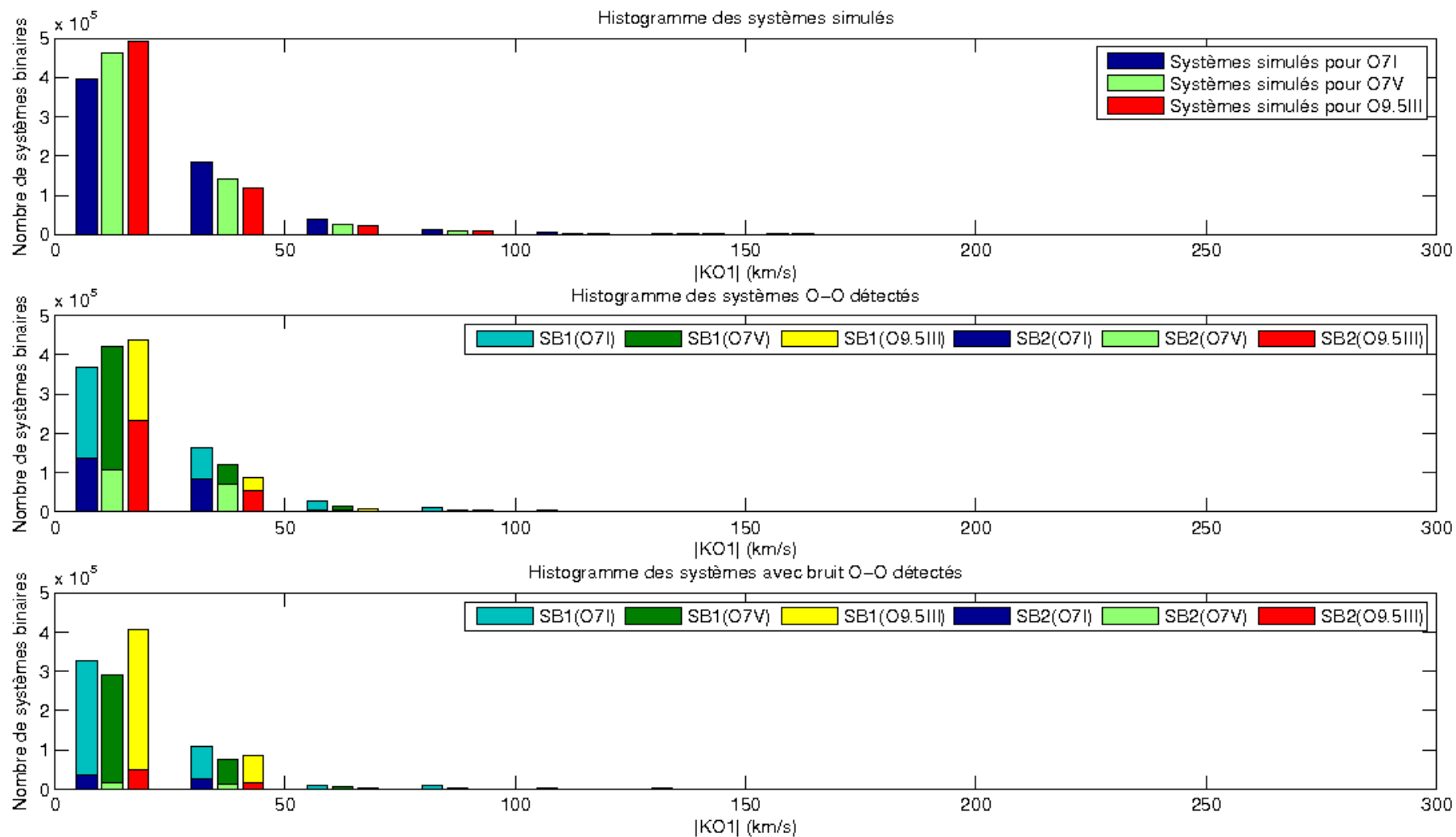


Figure 43 : Histogrammes des vitesses des étoiles O1 simulées et détectées (agrandi)

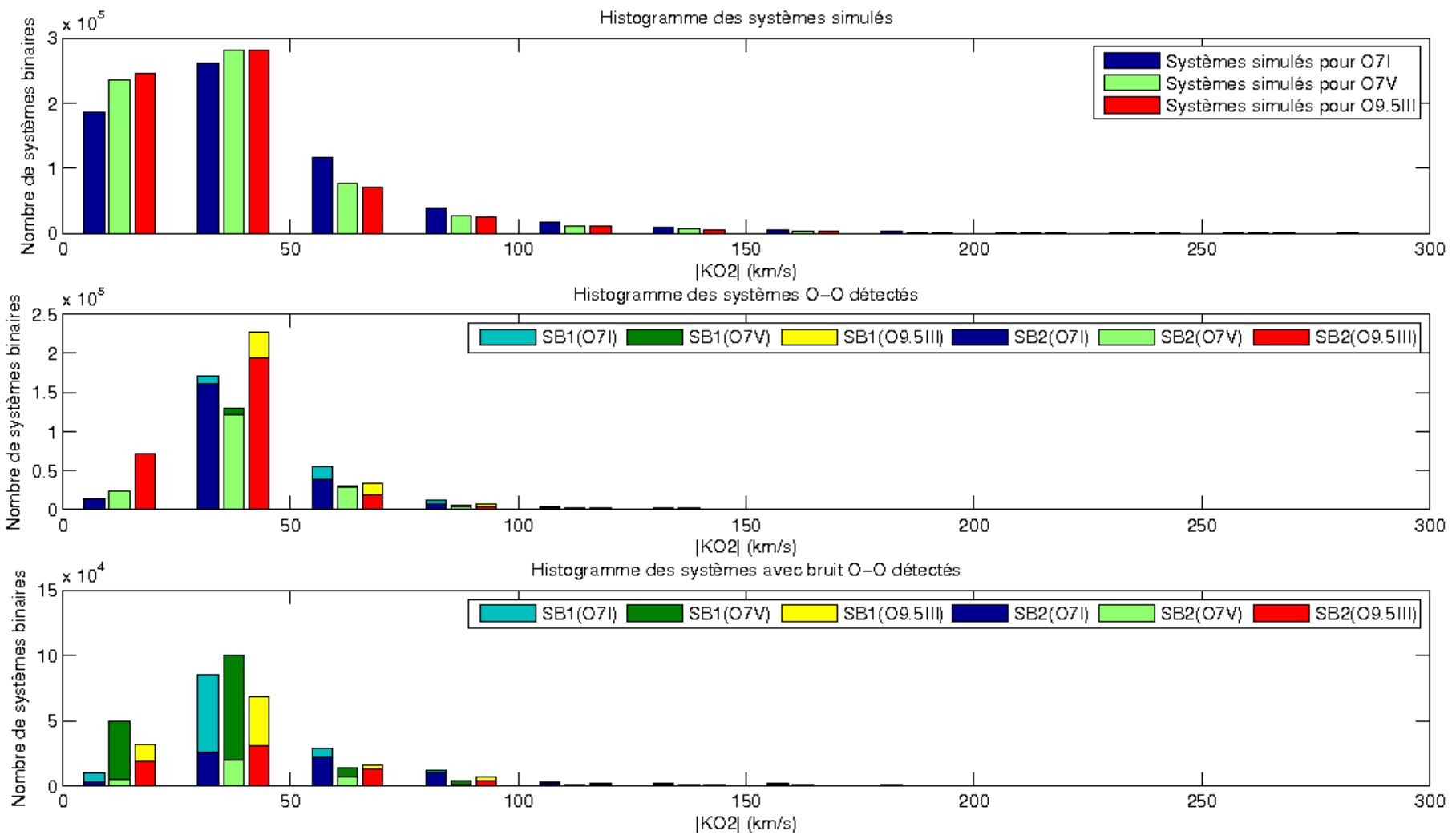


Figure 44 Histogrammes des vitesses des étoiles O2 simulées et détectées (agrandi)

Tableau 13 : Pourcentage de système détecté par intervalle de vitesse de l'étoile O dans les couples O + étoile

Intervalles de vitesse (km/s)	Signatures SB1 +SB2 sans bruit (%)			Signatures SB1+SB2 avec bruit (%)			Signatures SB2 avec bruit (%)		
	O7I	O7V	O9.5 III	O7I	O7V	O9.5 III	O7I	O7V	O9.5 III
[0, 25[72.3	73.2	72.6	62.2	58.8	72.8	56.0	46.2	67.6
[25,50[79.0	77.1	74.8	55.8	62.4	66.4	44.0	47.1	50.0
[50,75[72.9	69.6	63.4	43.6	50.9	32.5	27.5	21.7	18.1
[75,100[68.6	62.0	58.8	57.1	57.7	41.4	37.8	21.8	15.8
[100,125[64.9	54.6	55.8	39.4	31.2	32.7	23.7	17.0	15.2
[125,150[62.1	54.9	52.6	48.8	59.4	38.6	27.6	28.3	20.5
[150,175[63.5	51.7	52.7	65.1	55.5	52.4	30.8	24.4	12.5
[175,200[64.2	55.7	52.3	22.2	27.5	25.5	15.1	14.4	10.5
[200,225[65.0	51.2	52.6	19.6	25.6	15.0	14.8	15.9	11.5
[225,250[68.0	61.1	53.6	38.6	33.7	31.4	21.0	18.1	17.2
[250,275[78.2	77.9	56.4	65.9	57.5	50.7	54.4	38.3	25.7
[275,300[78.2	81.4	78.6	63.2	59.3	53.6	61.0	41.9	25.0

Tableau 14 : Pourcentage de système détecté par intervalle de vitesse de l'étoile compagnon dans les couples O + étoile

Intervalles de vitesse (km/s)	Signatures SB1 +SB2 sans bruit (%)			Signatures SB1+SB2 avec bruit (%)			Signatures SB2 avec bruit (%)		
	O7I	O7V	O9.5 III	O7I	O7V	O9.5 III	O7I	O7V	O9.5 III
[0, 25[96.8	54.6	68.0	96.1	80.5	95.2	70.1	50.7	74.5
[25,50[89.2	71.9	82.7	98.1	82.6	97.2	58.5	51.5	70.4
[50,75[66.6	67.3	69.5	52.0	52.9	48.8	21.1	22.7	19.2
[75,100[58.9	56.6	57.2	53.4	52.6	44.5	18.8	16.9	11.6
[100,125[58.0	53.4	54.3	57.4	55.8	51.0	24.6	14.9	11.6
[125,150[55.3	53.9	52.0	62.2	64.0	66.9	16.0	13.3	10.8
[150,175[54.9	53.3	51.9	61.6	62.8	66.8	16.6	15.2	12.2
[175,200[53.4	52.9	49.9	48.5	50.6	44.3	9.4	10.3	5.0
[200,225[53.0	52.3	52.6	50.8	53.9	50.6	6.9	10.9	4.9
[225,250[50.2	52.3	50.8	47.3	51.8	47.0	5.6	7.1	3.9
[250,275[50.6	52.6	50.6	48.7	55.7	51.3	7.3	7.9	4.9
[275,300[50.6	55.8	52.2	52.0	61.2	56.3	8.6	9.2	5.2

Tableau 15 : Pourcentage de système détecté par intervalle de vitesse de l'étoile O1 dans les couples O + O

Intervalles de vitesse (km/s)	Signatures SB1 +SB2 sans bruit (%)			Signatures SB1+SB2 avec bruit (%)			Signatures SB2 avec bruit (%)		
	O7I	O7V	O9.5 III	O7I	O7V	O9.5 III	O7I	O7V	O9.5 III
[0,25[93.0	91.5	89.0	82.5	62.9	82.2	9.1	3.9	10.0
[25,50[88.5	84.3	73.3	58.6	54.1	72.0	14.0	9.7	14.3
[50,75[64.8	57.1	33.3	27.9	21.0	12.8	1.7	1.5	1.8
[75,100[82.1	52.2	40.4	66.4	47.0	23.1	7.2	5.8	2.1
[100,125[75.9	40.0	51.4	45.5	24.2	19.8	12.4	5.6	4.0
[125,150[76.0	49.6	55.0	70.74	72.8	69.8	9.2	12.0	5.3
[150,175[84.8	38.0	58.3	92.7	74.5	77.2	22.5	19.6	14.9
[175,200[73.3	52.8	50.9	15.7	14.7	9.1	4.2	1.7	2.4
[200,225[82.7	40.0	42.8	8.6	5.8	2.4	3.5	0.0	0.7
[225,250[63.3	45.1	58.6	23.0	15.7	25.8	0.7	0.5	1.6
[250,275[72.8	63.3	45.7	48.1	38.9	26.1	3.8	1.1	10.9
[275,300[96.7	88.2	58.3	46.7	50	25	0	0	0

Tableau 16 : Pourcentage de système détecté par intervalle de vitesse de l'étoile O1 dans les couples O + O

Intervalles de vitesse (km/s)	Signatures SB1 +SB2 sans bruit (%)			Signatures SB1+SB2 avec bruit (%)			Signatures SB2 avec bruit (%)		
	O7I	O7V	O9.5 III	O7I	O7V	O9.5 III	O7I	O7V	O9.5 III
[0,25[7.9	10.5	29.3	5.1	21.2	13.0	1.6	2.0	7.6
[25,50[65.4	45.9	80.7	32.7	35.7	24.5	9.7	6.9	10.9
[50,75[47.7	40.7	48.1	25.1	18.0	22.8	18.6	8.9	18.1
[75,100[30.4	22.6	32.3	31.4	13.8	28.8	25.4	3.6	15.9
[100,125[20.0	21.6	13.9	14.3	10.5	16.2	11.1	1.8	5.3
[125,150[23.3	23.8	12.6	20.6	15.2	10.5	11.5	6.9	5.1
[150,175[22.9	19.0	14.0	34.0	19.9	10.0	19.1	10.2	5.2
[175,200[19.2	15.5	11.8	19.2	13.9	9.3	11.9	4.9	3.6
[200,225[21.2	15.4	9.9	8.3	17.9	12.1	2.8	5.4	3.3
[225,250[16.4	15.1	9.9	17.5	25.9	21.7	4.7	8.3	5.3
[250,275[17.3	11.3	10.8	18.8	15.5	16.4	5.9	5.1	4.1
[275,300[16.3	11.8	8.9	13.8	13.1	13.6	6.3	3.4	5.0

Bibliographie

AMOS, 2007, *Les miroirs du satellite de GAIA seront polis par AMOS*, <http://www.amos.be/files/GAIA-Avril07.pdf>, consulté le 28/11/2009.

BARBOSA C.L. et FIGER D., 2005, *Top 10 Problems on Massive Stars*, arXiv :astro-ph/0408491v2 18th october 2005.

BEECH M. et MITALAS R., 1994, *Formation and evolution of massive stars*, The Astrophysical Journal Supplement Series 95, pp 517-534.

CASTELLI F. et MUNARI U., 2001, *High resolution spectroscopy over 8500–8750 Å for GAIA (III)*, Astronomy & Astrophysics 366, pp 1003-1007.

DUPRET M.-A., 2008, *Structure et évolution des étoiles I*, Support écrit du cours.

ESA Science & Technology, 2009, *GAIA*, <http://sci.esa.int/science-e/www/area/index.cfm?fareaid=26>, consulté le 8/12/2009.

ESA Space Science, 2008, *Gaia overview*, http://www.esa.int/esaSC/120377_index_0_m.html, consulté le 8/12/2009.

GAIA-RVS Consortium, 2002, *The Radial Velocity Spectrometer*, <http://www.mssl.ucl.ac.uk/gaia-rvs/>, consulté le 23/01/2010.

GILMORE G. *et al.*, 1998, *Gaia : Origin and evolution of the Milky Way* in Astronomical Interferometry, édition R.D. Reasenberg, Proceedings of SPIE volume 3350, p 541.

HEGER A. *et al.*, 2003, *Nucleosynthesis of heavy elements in massive stars*, Nuclear Physics A718, pp 159c-166c.

HUMPHREYS R.M., 1978, *Studies of Luminous Stars in nearby Galaxies. I. Supergiants and O Stars in the Milky Way*, The Astrophysical Journal Supplement Series 38 December 1978, pp309-350

HUMPHREYS R.M. et DAVIDSON K., 1994, *The Luminous Blue Variable : Astrophysical geysers*, Publications of the Astronomical Society of the Pacific 106, pp 1025-1051.

JOHNSON K.E., 2004, *Star formation, massive stars, and super star clusters in nearby galaxies*, New Astronomy Reviews 48, pp 1337–1347.

KOBULNICKY H.A. et FRYER C.L., 2007, *A new look at the binary characteristics of massive stars*, The Astrophysical Journal 670, pp747-765.

KROUPA P., 2004, *Massive stars : their birth sites and distribution*, New Astronomy Reviews 48, pp 47–54.

- LINDER N., 2008, *A multi-wavelength study of interactions in O+O binary systems*, Thèse (de doctorat) - Université de Liège.
- LUTZ T.E. et KELKER D.H., 1973, *On the use of trigonometric parallaxes for the calibration of luminosity systems: theory*, Astronomical Society of the Pacific 85, pp 573-578.
- MAEDER A. et BEHREND R., 2002, *Formation of massive stars with high accretion*, Astrophysics and Space Science 281, pp 75–78.
- MARTINS F., SCHAERER D., HILLIER D.J., 2005, *A new calibration of stellar parameters of Galactic O stars*, Astronomy & Astrophysics 436, pp 1049–1065.
- MERAT P. *et al.*, 1999, *Gaia : a leading step in the understanding of the Galactic structure*, Baltic Astronomy 8, pp 1-24.
- MUNARI U. et CASTELLI F., 2000, *High resolution spectroscopy over 8500–8750 Å for GAIA (II)*, Astronomy & Astrophysics 141, pp 141-148.
- MUNARI U. et TOMASELLA L., 1999, *High resolution spectroscopy over $\lambda\lambda$ 8500–8750 Å for GAIA*, Astronomy & Astrophysics supplement series 137, pp521-528.
- NAZE Y., 2006, *Spectroscopy of massive stars*, Bulletin de la Société Royale des Sciences de Liège Vol. 75, pp 20-61.
- PRANTZOS N., 2000, *Yields of massive stars and their role in galactic chemical evolution studies*, New Astronomy Reviews 44, pp 303-313.
- PROUST D. et BREYSACHER J., 1996, *Les étoiles*, Editions du Seuil, collection Sciences.
- RAUW G., 2009, *Etoiles variables*, notes de cours.
- RAUW G., 2009, *Exploration spatiale*, notes de cours.
- TURON C., 2008, *La Mission GAIA : contexte, objectifs, description, organisation*, Présentation PowerPoint de la Conférence Master M2 IAP du 17 Janvier 2008.
- TURON C. et ARENOU F., 2007, *GAIA, The Galactic Census Project*, <http://wwwhip.obspm.fr/gaia/presentation.html>, consulté le 28/11/2009.
- VANBEVEREN D. *et al.*, 1998, *The WR and O-type star population predicted by massive star evolutionary synthesis*, New Astronomy 3, pp 443-492.
- VANBEVEREN D., 2009, *The evolution of massive and very massive stars in clusters*, New Astronomy Reviews 53, pp 27–35.
- VINK, J.S., 2008, *Mass loss and the evolution of massive stars*, New Astronomy Reviews 52, pp 419–422.
- YORKE H.W., 2003, *Theory of formation of massive stars via accretion*, ASP Conference Series Vol. S-221.

Table des matières

Résumé	- 3 -
Introduction	- 4 -
Première partie	- 5 -
1. Les étoiles massives	- 6 -
1.1. Définition et caractéristiques.....	- 7 -
1.1.1. Définition	- 7 -
1.1.2. Caractéristiques	- 7 -
1.2. Naissance des étoiles massives	- 9 -
1.2.1. Naissance par accrétion : considérations générales.....	- 9 -
1.2.2. Naissance par accrétion : un exemple simple.....	- 11 -
1.3. Evolution des étoiles massives	- 13 -
1.3.1. Géante bleue (OB stars)	- 14 -
1.3.2. LBV (Luminous Blue Variable).....	- 14 -
1.3.3. Super Géante Rouge ou Jaune (RSG et YSG)	- 15 -
1.3.4. Wolf Rayet (WR)	- 16 -
1.3.5. Supernova.....	- 16 -
1.3.6. Etoiles massives binaires.....	- 17 -
1.4. Interaction et enrichissement du milieu stellaire par les étoiles massives.	- 18 -
1.4.1. Impact du rayonnement UV	- 18 -
1.4.2. Vents stellaires	- 18 -
1.4.3. Enrichissement de l'Univers en métaux lourds.....	- 18 -
1.5. L'observation des étoiles massives et la mission GAIA	- 20 -
2. Gaia	- 22 -
2.1. Petit historique de la mission	- 22 -
2.2. Description de la mission et du satellite.....	- 23 -
2.2.1. Objectifs de la mission	- 23 -
2.2.2. Satellite.....	- 25 -
2.2.3. Description des éléments des modules services	- 27 -
2.2.4. Position et trajectoire.....	- 28 -
2.2.5. Lanceur.....	- 29 -
2.3. Instruments	- 30 -
2.3.1. L'optique	- 30 -
2.3.2. L'instrument astrométrique	- 32 -
2.3.3. L'instrument photométrique.....	- 33 -
2.3.4. Traitement des données et métrologie.....	- 34 -
2.4. Spectromètre RVS	- 35 -
2.4.1. Caractéristiques générales	- 35 -
2.4.2. Description du RVS	- 36 -
2.4.3. Traitement au sol.....	- 37 -
Deuxième partie	- 38 -
1. Considérations générales.....	- 39 -
1.1. Vitesse radiale et spectroscopie.....	- 39 -
1.2. Classification spectrale.....	- 41 -
2. Etude de binaires : Cas « idéaux »	- 42 -
2.1. Méthodologie et hypothèses	- 42 -
2.1.1. Méthodologie	- 42 -

2.1.2.	Hypothèses, paramètres et spectres	- 43 -
2.2.	Résultats et analyses	- 44 -
2.2.1.	Combinaisons O-autre étoile	- 44 -
2.2.2.	Combinaisons O + O	- 51 -
2.2.3.	Résultats physiquement acceptables	- 51 -
2.3.	AO Cas : un cas réel	- 54 -
3.	Etude de binaires : vers des cas « réels »	- 56 -
3.1.	Méthodologie et hypothèses	- 56 -
3.1.1.	Méthodologie	- 56 -
3.1.2.	Hypothèses, paramètres et spectres	- 59 -
3.2.	Résultats et analyses	- 60 -
3.2.1.	Périodes et rapports de masses	- 60 -
3.2.2.	Systèmes O + étoile	- 62 -
3.2.3.	Système O + O	- 64 -
3.2.4.	Conclusion	- 66 -
4.	L'instrument ASTRO et les étoiles massives	- 67 -
4.1.	Distances et calibrations	- 67 -
4.1.1.	Méthodologie et simulations	- 67 -
4.1.2.	Résultats et analyses	- 68 -
4.2.	Précision et biais	- 70 -
4.2.1.	Biais de Lutz-Kelker	- 70 -
4.2.2.	Méthodologie et simulations	- 70 -
4.2.3.	Résultats et analyses	- 71 -
	Conclusion	- 72 -
	Remerciements	- 73 -
	Annexes	- 74 -
	Annexe A	- 74 -
	Annexe B	- 75 -
	Annexe C	- 77 -
	Bibliographie	- 84 -
	Table des matières	- 86 -