



### Résumé

Cet article s'inscrit dans la continuité de celui traitant de l'interférométrie des tavelures paru dans le premier numéro de la revue [1]. Il traite des aspects pratiques liés à la mise en œuvre de cette technique à la mesure des étoiles doubles, tant du point de vue de l'instrumentation que de celui du traitement des données à l'aide des logiciels REDUC et SPECKLETOOLBOX.

### Abstract

This article is a continuation of the one dealing with speckle interferometry that appeared in the first issue of the journal [1]. It deals with the practical aspects related to the application of this technique to the measurement of binary stars, both from an instrumentation point of view and that of data reduction, using the REDUC and SPECKLETOOLBOX softwares.

**Keywords : techniques: speckle interferometry, binaries: visual**



## 1 Introduction

Dans un article récent de la revue [1], B. Trégon a exposé les bases théoriques de la mesure d'étoiles doubles par la méthode dite d'interférométrie des tavelures (*speckle interferometry*). On a vu notamment comment cette technique permet, dans une très large mesure, de s'affranchir des effets destructeurs de la turbulence atmosphérique et de recouvrer le pouvoir séparateur d'instruments autrement limités par le seeing. Dans ce second article, nous nous attachons à décrire la mise en œuvre pratique de cette méthode, tant du point de vue de l'acquisition des données que du traitement de ces données. En dépit de la complexité apparente de la méthode, la disponibilité de dispositifs d'acquisition très performants et de logiciels dédiés, a contribué à rendre cette mise en œuvre relativement simple.<sup>1</sup>

La vocation de cet article est avant tout de constituer un *vade-mecum* à l'usage de l'observateur désireux d'exploiter la méthode. Il est donc délibérément rédigé sous la forme d'une liste de conseils et de recommandations traitant d'aspects très pratiques tirés de l'expérience acquise par l'auteur.

L'article est divisé en deux grandes parties.

La première partie traite des aspects liés à l'acquisition des données (instrumentation, acquisition des images, calibration, choix des cibles). Un certain nombre de points abordés dans cette première section ne sont pas spécifiques de l'approche par interférométrie des tavelures et s'appliquent à des approches plus classiques, en particulier à celle opérant par sélection, décalage et addition d'images (*lucky imaging*). Il nous a paru

<sup>1</sup> Pas plus compliquée, en tous cas, que certaines méthodes utilisées par nombre d'amateurs en imagerie planétaire ou de ciel profond.

toutefois utile de les rappeler. Les aspects plus spécifiquement liés à la méthode détaillée ici seront explicitement indiqués.

La seconde partie décrit le traitement proprement dit – on parle habituellement de « réduction » – de ces données, c'est à dire du processus extrayant des séquences d'images acquises les grandeurs astrométriques (séparation  $\rho$  et angle de position  $\theta$ ) qui constituent le but final du travail de mesure. Cette seconde section consiste essentiellement en une présentation rapide des deux principaux logiciels utilisables pour la réduction des données dans ce contexte: REDUC d'une part, SPECKLETOOLBOX d'autre part.

## 2 Acquisition

### 2.1 Instrument

Le principal facteur est ici le diamètre instrumental  $D$ , qui conditionne, comme on le sait, le pouvoir séparateur<sup>2</sup> et donc *in fine* la séparation minimale des couples mesurables. Avec les techniques décrites ici, un instrument de 300 mm permet de mesurer de manière fiable des couples séparés d'un peu plus de 0,4 arcsec et jusqu'à la magnitude 12. Un 400 mm donne accès à la tranche 0,3-0,4 arcsec, particulièrement intéressante car on y trouve de nombreux couples peu voire pas mesurés depuis leur découverte.

Concernant la formule optique, elle importe relativement peu. Les lunettes présentent un léger avantage sur les télescopes en

<sup>2</sup> Suivant [2] on définira le pouvoir séparateur d'un objectif de diamètre  $D$  par la formule :  $PS_{arcsec} = 120/D_{mm}$ . On rappelle que cette définition ne vaut que pour des couples dont les deux composantes ont la même magnitude.

raison de leur absence d'obstruction centrale qui facilite, jusqu'à un certain point, la mesure de couples serrés présentant un fort écart de magnitude entre les composantes<sup>3</sup>. L'inconvénient, bien entendu, est que – si l'on excepte les grandes lunettes mises à disposition des amateurs dans certains observatoires comme ceux de Lille ou Nice – le diamètre est ici limité. Dans le domaine des télescopes, les instruments pour lesquels le miroir secondaire est supporté par une lame de fermeture et non par une « araignée » (Schmidt-Cassegrain ou Maksutov Cassegrain) présentent, tout autre inconvénient mis à part, un léger avantage : l'absence de diffraction due à ladite araignée peut faciliter, dans certains cas, la détection de compagnons très faibles.

## 2.2 Monture

Une monture équatoriale motorisée est indispensable. Il faut pouvoir pointer facilement une étoile à partir de ses coordonnées RA/Dec et, une fois pointée, assurer un suivi de quelques dizaines de secondes.

Les temps d'exposition étant très faibles (de l'ordre de la dizaine de ms comme on le verra), on pourrait penser que la mise en station n'est pas critique, une éventuelle dérive étant de toute façon compensée lors du traitement (soit par recalage, soit intrinsèquement par l'algorithme d'autocorrélation). Il n'en est rien. Une mise en station défectueuse génère en effet un phénomène de rotation de champ lors d'un changement de coordonnées. Cette rotation de champ est incompatible avec les procédures de calibration décrites au paragraphe 2.6, ou alors il faudrait réaliser la calibration sur un couple ou une étoile suffisamment proche de la cible mesurée de telle sorte que l'amplitude de la rotation de champ reste inférieure à la précision requise en  $\theta$ . Avec la méthode des couples étalons, c'est tout simplement impossible, ceux-ci se trouvant parfois très loin sur le ciel des cibles visées; avec la méthode des traînées d'étoiles, cela obligerait à trouver une étoile assez brillante à proximité de chaque cible et, surtout, à faire une calibration par cible, ce qui est en pratique trop contraignant.

Un logiciel de pointage automatique est quasiment indispensable. Il faudra veiller à ce que ce logiciel dispose d'une version récente du catalogue WDS, sauf à se lancer dans de pénibles résolutions de synonymes<sup>4</sup> ou d'avoir à entrer manuellement des coordonnées. Le logiciel WdsPick<sup>5</sup>, développé par l'auteur, dispose pour cela d'une fonctionnalité intéressante : la possibilité d'envoyer des ordres de pointage directement au logiciel Cartes du Ciel<sup>6</sup> afin d'initier un pointage par un simple « clic » sur le nom du couple choisi.

Enfin, disposer d'un observatoire à poste fixe, même si ce n'est pas strictement indispensable, simplifie considérablement le travail : la mise en station peut être faite une fois pour toutes et le confort apporté est un atout non négligeable (les séances de mesures peuvent durer plusieurs heures et la fatigue vient vite...).

## 2.3 Camera

La caméra est un élément clé de l'instrumentation. La taille du capteur n'est ici pas critique car le champ couvert sera toujours très faible (quelques dizaines de secondes d'arc au maximum).

Deux caractéristiques sont essentielles en revanche :

3 Dans le cas où le compagnon se trouve placé sur le premier anneau de diffraction, on a intérêt à ce que ce premier anneau soit le plus faible possible.

4 Du style STF1283=WDS 08499+1450=HD75355=...

5 <http://astrosurf.com/legalet/AstroFR/WdsPick.html>, [13]

6 <https://www.ap-i.net/skychart>

- la taille des pixels, qui va déterminer, *in fine*, et en fonction de la distance focale résultante, l'échantillonnage (en arcsec/pixel) des images
- la sensibilité, qui va conditionner la capacité à observer le motif de tavelure d'une part<sup>7</sup> et la magnitude limite d'autre part.

Ces deux objectifs – « figer la turbulence » et augmenter la magnitude limite – sont évidemment contradictoires. Jusqu'à récemment, seuls les capteurs de type EM-CCD<sup>8</sup> étaient à même de résoudre ce dilemme (sauf à limiter de manière drastique la magnitude des couples observés). La disponibilité, à partir des années 2015-2016, et à des prix très abordables, de capteurs CMOS très sensibles et à faible bruit (le capteur IMX290 produit par Sony notamment) a radicalement changé la donne en mettant la technique d'interférométrie des tavelures à la portée de tous les amateurs.

Le logiciel d'acquisition utilisé pour contrôler la caméra n'est pas critique. Il est souhaitable toutefois qu'il permette, outre les réglages classiques de gain et de temps d'exposition, le fenêtrage (*cropping*), afin de réduire la taille des fichiers générés<sup>9</sup>, et la datation précise des images d'une séquence (en particulier si la technique de calibration par mesure de dérive décrite au paragraphe 2.6 doit être utilisée).

La sauvegarde des séquences au format .SER est préférable.

L'auteur utilise personnellement le logiciel Genika<sup>10</sup> qui, outre une très bonne ergonomie, offre par ailleurs la possibilité d'ajouter les modules personnalisés (plug-ins) de traitement à la volée des images<sup>11</sup>.

## 2.4 Train optique

Par train optique on entend l'ensemble des éléments placés entre le télescope proprement dit (ou la lunette) et la caméra. Ce train comprend en général au moins deux éléments :

- un élément amplificateur
  - un filtre et/ou un correcteur de dispersion atmosphérique
- L'élément amplificateur sert à obtenir une longueur focale donnant un facteur d'échantillonnage suffisant sur le capteur. Ce facteur d'échantillonnage, qui définit la dimension angulaire « vue » par chaque pixel du capteur, exprimé en secondes d'arc par pixel (arcsec/pixel), est donné par la formule :

$$E = 206.P/F$$

où P est la taille d'un pixel en micron et F la focale en mm.

Il est rare en pratique qu'utiliser la longueur focale native de l'instrument, c'est à dire placer la caméra directement au foyer, donne un échantillonnage satisfaisant. Avec un télescope de 280 mm de diamètre ouvert à F/10 et un capteur possédant des pixels de 2,9  $\mu\text{m}$  (comme l'IMX290 cité plus haut par exemple), la formule ci-dessus donne par exemple un échantillonnage E de 0,21 arcsec/pixel, soit la moitié du pouvoir séparateur<sup>12</sup>. C'est théoriquement suffisant en vertu du théorème bien connu de Shannon-Nyquist. En pratique, c'est insuffisant

7 Comme expliqué dans [1], ce motif n'apparaît que lorsque le temps d'exposition est inférieur au temps de cohérence lié au seeing.

8 Electron-multiplying CCD.

9 Il y a peu d'intérêt à sauvegarder une séquence d'images de 1024 par 1024 pixels sur lesquelles la cible n'occupe qu'une zone de 50x50 pixels...

10 <https://airylab.com/genika-astro>

11 L'auteur a d'ailleurs développé un tel plug-in dédié au calcul en temps réel de l'autocorrélation des images, LiveSpeckle : <http://astrosurf.com/legalet/Astro/LiveSpeckle.html>

12 Pouvoir séparateur qui vaut ici  $120/280=0,42$  arcsec

Instrument (diamètre/ focale native en mm)	Camera (taille pixel)	Dispositif amplificateur	Focale résultante	E (arcsec/pixel)	référence
L 500 / 7500	Raptor Merlin EM-CCD (10 µm)	Barlow	18,3 m	0,11	[3]
N 600 / 2135	Raptor Merlin EM-CCD (10 µm)	Projection oculaire	24 m	0,084	[3]
SCT 280 / 2800	Raptor Kite EM-CCD (10 µm)	Powermate 5x	11 m	0,13	[4]
SCT 280 / 2800	Raptor Kite EM-CCD (10 µm)	Projection oculaire	17 m	0,11	[5]
SCT 280 / 2800	ASI 290MM (2,9 µm)	Barlow	6,2 m	0,095	[6,7,8,9,10]
RC 500 / 4000	ASI 290MM (2,9 µm)	Barlow	8,4 m	0,07	[11]
RC 500 / 4000	Raptor Kite EM-CCD (10 µm)	Projection oculaire	27,4 m	0,074	[11]
CC 620 / 9000	ASI 290MM (2,9 µm)	Aucun	9 m	0,064	[11]

Table 1 - Exemples de configurations expérimentales utilisées par l'auteur (L=lunette, N=Newton, SCT=Schmidt-Cassegrain, CC=classical Cassegrain, RC=Ritchey-Chrétien)

pour les méthodes de traitement qui nous intéressent ici, qui s'accommodent mieux d'un échantillonnage égal au quart voire au cinquième du pouvoir séparateur.

Dans ce contexte, l'utilisation d'un élément amplificateur permet de réduire le facteur d'échantillonnage en augmentant la longueur focale résultante de l'instrument. En fonction du facteur d'amplification souhaité, plusieurs types d'éléments sont envisageables :

- lentille de Barlow (2x, 3x)
- amplificateur télécentrique, type Powermate<sup>13</sup>
- oculaire utilisé en projection.

A titre d'exemple, la table 1 liste les valeurs d'échantillonnage utilisées par l'auteur avec différentes configurations expérimentales.

Notons au passage qu'avec de tels facteurs d'échantillonnage le champ couvert par le capteur est en général très petit (quelques dizaines de secondes d'arc typiquement). Même avec une monture parfaitement mise en station, il est donc rare que l'étoile cible soit sur le capteur après pointage. Il est dès lors quasiment indispensable de disposer

- soit d'une deuxième caméra avec un champ plus étendu et calée par rapport au capteur d'acquisition, permettant d'affiner le centrage
- soit d'un dispositif de type miroir basculant (*flip mirror*) permettant d'affiner le pointage à l'aide d'un oculaire réticulé.

La finesse de l'échantillonnage requis fait par ailleurs que les effets dus à la dispersion atmosphérique ne peuvent pas, en général, être négligés. On rappelle que cette dispersion est la conséquence de l'effet de « prisme » que joue l'atmosphère et qui conduit à « étaler » dans le sens vertical l'image d'une étoile, les grandes longueurs d'onde (rouge) étant moins réfractées

que les courtes (bleu). L'effet est d'autant plus marqué que la hauteur de l'astre est faible.

A titre d'illustration, la figure 1a donne un exemple d'image d'étoile double réalisée avec un télescope de 280 mm de diamètre et un échantillonnage de 0,055 arcsec/pixel sans correction de la dispersion atmosphérique. Le couple en question, STF1670, a ici été imagé alors qu'il était à 38° de hauteur. Cette image a été obtenue avec le logiciel Reduc par sélection, recalage et addition des 50 meilleures images de la séquence. Comme on le voit, à cette hauteur la dispersion atmosphérique déforme considérablement l'image.

La figure 1b donne l'aspect de l'autocorrélogramme calculé<sup>14</sup> sur la séquence correspondante. Si l'on reconnaît bien les deux pics caractéristiques, la forme de ces pics rend plus imprécise

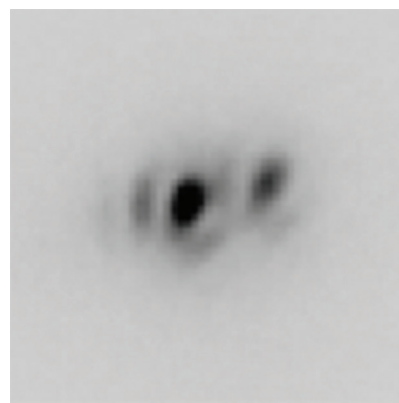


Figure 2 – Effet de la dispersion atmosphérique, 2ème exemple

la détermination de leur centre photométrique, et donc nuit à la précision de la mesure. Par ailleurs, l'étalement de la lumière tend à « noyer » les composantes les plus faibles et limite donc la magnitude limite atteignable par la méthode.

La figure 2 montre l'effet de la dispersion atmosphérique sur un couple situé cette fois à 55° de hauteur (STF2583), imagé avec la même instrumentation. Comme on le voit, il est encore sensible.

Il y a essentiellement deux manières de corriger l'effet de la dispersion atmosphérique.

La première consiste à utiliser un filtre passe-bande, c.à.d. à ne sélectionner qu'une fraction du spectre afin de limiter l'amplitude de la dispersion. On peut par exemple utiliser un des trois filtres R, G ou B d'un jeu de filtres photométriques. Facile à mettre en œuvre, cette solution présente toutefois un inconvénient. Sauf à utiliser une très faible largeur de bande, et donc à limiter fortement le flux lumineux – et conséquemment, la magnitude limite – la dispersion à l'intérieur d'une bande elle-

<sup>14</sup> Toujours avec Reduc.

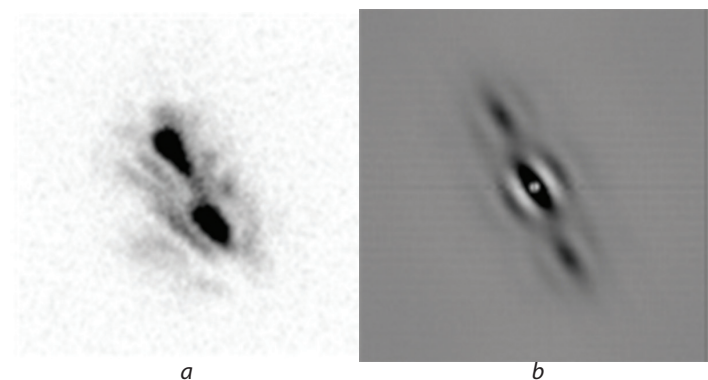


Figure 1 – Effet de la dispersion atmosphérique, 1er exemple

<sup>13</sup> Ce dispositif présente l'avantage de donner un facteur d'amplification ne dépendant pas de la longueur du chemin optique le séparant de la caméra.

même n'est pas négligeable. Les calculs montrent par exemple<sup>15</sup> que, dans le visible (400-800 nm) et pour une bande de largeur 90 nm la dispersion intra-bande excède 0,4 arcsec – soit le pouvoir séparateur d'un instrument de 300 mm – quelle que soit la bande choisie dès que la hauteur de l'astre est inférieure à 35°.

La seconde solution consiste à utiliser un dispositif correcteur de dispersion atmosphérique (*Atmospheric Dispersion Corrector*, ADC en abrégé). Un tel dispositif est constitué d'une paire de prismes (dits de Risley) dont la position et l'orientation relative sont réglables et qui permettent de moduler la direction et l'intensité de la correction. On en trouve désormais à des prix très abordables dans le commerce, comme ceux commercialisés par les sociétés PIERROASTRO et ZWO<sup>16</sup>.

En pratique, et afin de gagner du temps lors de l'acquisition, le plus simple est de se constituer, une fois pour toutes (par expérimentation sur une collection d'étoiles bien choisies), une table de correction donnant le réglage de l'ADC pour chaque hauteur entre 10 et 90°. Il suffira alors, pour une cible donnée, de lire sa hauteur (les logiciels de pointage la donnent systématiquement) et de consulter la table pour déterminer le réglage de l'ADC à utiliser. Le logiciel WdsPick, déjà cité, permet d'ailleurs de faciliter cette tâche en fournissant automatiquement, à partir d'une version de la table stockée dans un fichier, le réglage de l'ADC pour chaque cible sélectionnée.

La figure 3 illustre le train optique complet utilisé par l'auteur pour la mesure de couples avec un C11 et une caméra ASI 290MM. On y trouve, de gauche à droite

- le dispositif de mise au point (crayford)
- le miroir basculant (avec oculaire réticulé pour le pointage fin)
- la roue à filtre (facultative ici)
- la barlow (insérée ici dans une bague au format T2)
- le correcteur de dispersion atmosphérique (avec les deux leviers pour le réglage)

- une bague allonge (pour ajuster le tirage de la barlow et donc la longueur focale)
- la caméra.

## 2.5 Acquisition des séquences

On aura intérêt à travailler avec une fenêtre d'intérêt (*Region of Interest*, ROI) pas trop grande afin de limiter la taille des fichiers d'acquisition (et le temps de calcul au traitement). Une taille de 256x256 à 512x512 est en général acceptable. Le post-traitement commencera systématiquement, comme on le verra, par une phase de recentrage-redimensionnement.

Concernant le temps d'exposition, et comme précisé dans [1], il doit être inférieur au temps de cohérence de l'agitation atmosphérique si l'on veut capturer le motif de tavelures. En pratique, et sauf seeing exceptionnel et/ou cibles de très forte magnitude, il est rare de dépasser quelques dizaines de ms.

Concernant le gain, tout dépend de la caméra bien sûr. On peut le pousser à des valeurs assez élevées car les techniques de réduction à base de corrélation sont assez robustes vis à vis du bruit (à moins qu'il ne soit fixe, comme pour le FPN<sup>17</sup> de certains capteurs CMOS). Avec les dernières caméras CMOS à très faible bruit de lecture, comme l'ASI 290MM, monter le gain au-delà de 400 ne semble toutefois pas nécessaire<sup>18</sup>.

Il est recommandé de procéder à une série d'acquisitions pour corriger les biais de la caméra avec l'objectif obstrué (ou, plus simplement, *flip mirror* basculé) avec le temps de pose et le gain utilisés pour les cibles. Compte-tenu des temps de pose utilisés, le signal thermique est négligeable. L'image obtenue servira donc essentiellement à retirer les pixels chauds fixes et le signal électronique de la caméra.

Compte-tenu des champs exploités, et sauf cas d'un capteur très sale, un *flat* n'est pas nécessaire.

Dans la mesure du possible on essaiera de garder les réglages constants pendant toute la séance (afin de pouvoir utiliser les mêmes images de calibration en particulier).

Pour chaque cible, on fera N acquisitions successives de n



Figure 3 – Train optique utilisé par l'auteur derrière un Celestron C11 ( $E=0,093$  arcsec/pixel)

<sup>15</sup> Voir notamment <http://www.astrosurf.com/prostjp/Dispersion.html>

<sup>16</sup> A noter que ces modèles n'utilisent qu'une seule paire de prismes, ce qui induit un petit inconvénient : la correction s'accompagne d'une translation de l'image dans le plan focal. Des modèles à deux paires de prismes, qui ne présentent pas cet inconvénient existent aussi, mais à des prix beaucoup plus élevés. L'ADC intégré à l'instrument Pisco2 qu'utilisait R. Gili sur la lunette de 76 cm de Nice était un modèle à deux prismes, entièrement automatisé de surcroît [12].

<sup>17</sup> Fixed Pattern Noise, qui provoque un tramage sur les images.

<sup>18</sup> Avec cette caméra, des compagnons de magnitude 13 ont été détectés et mesurés avec des poses de 50 ms et un gain de 400 sur un C11 avec un échantillonnage de 0,09"/pixel.

images chacune<sup>19</sup>. Ceci permettra d'estimer la précision interne des mesures (en calculant l'écart-type des mesures calculé sur les N mesures). Dans notre cas, on a observé que le couple N=4 et n=1000 constituait un bon compromis entre le temps passé à l'acquisition sur chaque cible, le temps de traitement et la précision des mesures.

Si l'on souhaite traiter en utilisant une déconvolution (cf paragraphe 3.3), on fera aussi, pour chaque cible, et avec les mêmes paramètres caméra, une acquisition sur une étoile de référence. Cette étoile de référence doit se situer dans le voisinage immédiat du couple visé et si possible présenter un type spectral similaire<sup>20</sup>.

En résumé, et typiquement, pour chaque couple cible, on prend N+1 films :

- N films de n images du couple
- 1 film de n images d'une étoile simple voisine.

Bien entendu, on aura intérêt à nommer judicieusement les fichiers générés afin de s'y retrouver plus tard (ex: a2345\_1.ser, a2345\_2.ser, a2345\_3.ser, a2345\_4.ser, a2345\_ref\_hd123567.ser). Avec WdsPick, la fonction de « log » permet aussi de garder un historique des acquisitions ainsi que les réglages utilisés.

En comptant le pointage, une séquence complète sur une cible prend typiquement entre 5 et 10 minutes. On peut donc en enchaîner, avec un peu d'entraînement, une dizaine par heure.

## 2.6 Calibration

Par calibration on entend la détermination de l'orientation  $\Delta$  (en degrés) du capteur par rapport au ciel d'une part et de l'échelle de l'image sur le capteur E (en arcsec/pixel) d'autre part. Ces deux paramètres sont évidemment indispensables : sans eux les acquisitions sont inutilisables et leur précision influence de manière cruciale celle des mesures finales.

Il y a essentiellement deux manières de les déterminer.

La première technique consiste à utiliser des couples dits étalons, dont l'angle de position (PA,  $\theta$ ) et la séparation (SEP,  $\rho$ ) sont connus et « fixes »<sup>21</sup>. Une liste de tels couples a été établie par P. Mauroy, F. Mauroy et G. Morlet et longtemps diffusée par la SAF. Cette liste a été récemment mise à jour en tenant compte des données DR2 produites par la mission GAIA<sup>22</sup>. En pratique, on effectue en cours de séance des acquisitions sur un ou plusieurs de ces couples étalons. On en fait en général au moins deux : une en début de séance et une en fin de séance (afin de s'assurer que la caméra n'ait pas bougé en cours de séance). Mais rien n'empêche d'en faire plus. Faire N mesures sur un même couple permet par ailleurs de quantifier l'erreur de mesure sur l'étalonnage qui impacte l'erreur finale de mesure. Cette technique est facile à mettre en œuvre. Les corrections apportées à la liste de la SAF à partir des données DR2 répondent par ailleurs en grande partie aux objections soulevées jusque-là sur la précision et la "fixité" des données associées aux étalons. Elle suppose néanmoins qu'au moins un couple étalon soit visible et pointable lors de la séance, ceci pouvant s'avérer problématique car la distribution de ces couples sur le ciel est loin d'être homogène.

La seconde technique repose sur le chronométrage des dérives stellaires. Elle consiste à enregistrer la "traînée" laissée

par une étoile lorsque l'entraînement de la monture est stoppé. L'angle de ladite traînée par rapport à l'horizontale (axe x du capteur) donne alors directement la calibration en angle de position. Le logiciel Reduc, décrit au paragraphe 3.1 implémente cette fonctionnalité<sup>23</sup>. L'échantillonnage (en arcsec/pixel) peut lui se déduire de la vitesse de dérive (déplacement en pixels par seconde), dès lors que la déclinaison de l'étoile est connue. Pour cela, il faut évidemment que les images du film soient datées assez précisément (à la ms typiquement<sup>24</sup>). Le logiciel Genika<sup>25</sup>, utilisé par l'auteur, fournit cette possibilité. Le logiciel SpeckleToolBox, décrit au paragraphe 3.2, est alors capable d'exploiter cette information pour déduire, à partir d'un ensemble de fichiers FITS datés, les deux paramètres de calibration (angle de la caméra et échantillonnage).

En pratique, on choisit une étoile entre 0 et 20° de déclinaison, on place cette étoile en bord de champ, on coupe l'entraînement, on lance l'acquisition et on l'arrête lorsque l'étoile arrive au bord opposé. On prendra garde toutefois à

- prendre une étoile suffisamment brillante pour avoir un bon rapport signal/bruit
- ajuster le temps de pose pour ne pas saturer l'étoile<sup>26</sup> tout en le gardant suffisamment élevé pour que la différence inter-images soit grande vis à vis de la précision de la datation; typiquement, un temps de pose de 10 à 20 ms donne de bon résultats
- ajuster la taille de la fenêtre de manière à capter au moins une centaine d'images par film; en pratique, on utilise une fenêtre rectangulaire de taille LxI avec  $L \gg I$ .

Comme pour l'autre technique, il est recommandé de faire N traînées (avec N supérieur ou égal à 4) sur la même étoile, afin d'estimer la précision, et deux séries de traînées (en début et fin de séance).

## 2.7 Choix des cibles

La sélection des couples à observer se fait sur la base des possibilités de l'instrumentation d'une part et de l'intérêt de la mesure d'autre part.

L'instrumentation définit en particulier la séparation minimale et la magnitude limite atteignables. Pour la séparation, et comme indiqué plus haut, la limite « théorique » est donnée par la formule :

$$\rho_{\min} \text{ (arcsec)} = 120/D$$

où D est le diamètre instrumental en mm.

Cette valeur est en fait optimiste : le couple sera effectivement vu double (allongé) mais la mesure sera en général trop imprécise. L'expérience montre que la valeur 140/D est plus réaliste en termes de mesure<sup>27</sup>. Mais attention, ceci ne vaut que pour les couples pour lesquels la différence de magnitude entre les deux composantes ( $\Delta m$ ) n'est pas trop grande (inférieure à 2, typiquement). Au-delà de  $\Delta m=2$ , l'expérience montre que la séparation minimale atteignable augmente.

Si les techniques de réduction par autocorrélation réussissent bien à contrer les effets de la turbulence, il ne faut pas négliger que cette dernière dégrade toujours la magnitude limite.

19 On peut aussi faire un seul film de Nxn images et le découper par la suite.

20 De telle sorte que les aberrations dues au ciel et à l'instrument soient identiques dans les deux cas.

21 Ou plus précisément dont le mouvement orbital peut être considéré comme négligeable sur plusieurs dizaines d'années.

22 [https://ced.saf-astronomie.fr/documents/Etalons\\_Gaia\\_DR2-Phillipe%20LAURENT.xlsx](https://ced.saf-astronomie.fr/documents/Etalons_Gaia_DR2-Phillipe%20LAURENT.xlsx)

23 La procédure est décrite ici : <http://www.astrosurf.com/hfosaf/reduc/tutoriel.htm#drift>

24 La datation n'a pas à être précise dans l'absolu, seule compte la précision relative d'une image à l'autre

25 <https://airylab.com/genika-astro>

26 Ce qui pourrait fausser le calcul de sa position au traitement.

27 Au sens mesure fiable et reproductible.

Dit autrement, lors d'une nuit médiocre on pourra toujours mesurer de manière fiable des couples serrés suffisamment brillants mais il faudra en général faire une croix sur les couples les plus faibles (la perte en magnitude effective mesurable peut atteindre 1 ou 2). Ici aussi, l'expérimentation permettra de trancher de manière plus rapide et plus sûre que des calculs faisant intervenir des coefficients plus ou moins maîtrisés.

La position du couple au moment de l'observation est aussi un critère important. On cherche en effet en général à observer le plus près possible du méridien afin de maximiser la hauteur (et donc de limiter à la fois le niveau de turbulence et de dispersion atmosphérique<sup>28</sup>). Attention aux instruments sur monture équatoriale allemande car un retournement (« flip ») au méridien est à éviter absolument (perte possible de la collimation, du calibrage de l'ADC, etc.); en pratique, on travaille en général dans le fuseau précédent d'1h le méridien. Ne pas oublier que, même avec de l'entraînement et de la méthode il est rare de pouvoir mesurer plus de 10 couples par heure et donc que ce fuseau va rapidement dépasser le méridien. Concernant la hauteur/déclinaison minimale, elle dépend de la présence ou non d'un ADC ou d'un filtre passe-bande. En pratique, et même avec un ADC, il est rare de pouvoir mesurer un couple situé à moins de 30° de hauteur. La configuration de l'observatoire ou la monture elle-même peuvent aussi limiter la déclinaison maximale.

Ces considérations ont par exemple, et à titre purement indicatif, conduit l'auteur à adopter les limites suivantes pour l'instrumentation décrite dans [6] (Celestron C11, ASI 290MM) :

- hauteur de la cible entre 30 et 70°
- magnitudes des composantes  $\leq 13$
- écart  $\Delta M$  en magnitude des deux composantes  $\leq 2,5$
- séparation  $\rho \geq 0,45$  arcsec

Le deuxième critère qui doit guider le choix des cibles est celui de l'intérêt de la mesure. S'il est normal – et même souhaitable – de se « faire la main » sur des couples bien connus, il va de soi que la mesure de couples à grande séparation<sup>29</sup> et/ou largement observés présente, scientifiquement parlant, peu d'intérêt. Les premiers parce que les périodes associées à ces couples (quelques centaines ou milliers d'années) font que la probabilité d'observer un mouvement orbital depuis la dernière mesure est faible<sup>30</sup>. Les seconds, parce que les orbites associées sont déjà bien connues<sup>31</sup> et donc que l'ajout de points de mesures n'est pas vraiment nécessaire.

L'intérêt des mesures étant, rappelons-le, le calcul des orbites, les mesures devraient cibler en priorité des couples pour lesquels ces orbites sont mal connues. C'est le cas en particulier de couples catalogués comme orbitaux mais pour lesquels les orbites calculées sont sujettes à caution à cause du faible nombre de points de mesure. Ce peut être aussi le cas de couples peu écartés mais pour lesquels on ne dispose à ce jour d'aucune orbite en raison du faible nombre d'observations. Dans les deux cas, on a intérêt à cibler des couples peu observés ou pas

observés depuis longtemps<sup>32</sup>. Signalons que les données DR2 issues de la mission Gaia, permettent d'estimer la probabilité qu'un couple soit bien un système physique [9][16] en se fondant notamment sur les distances et mouvements propres de chacune des composantes<sup>33</sup>. Cette information permet de restreindre encore plus la sélection aux couples « utiles ».

Par ailleurs, il est fondamental de mesurer régulièrement quelques couples possédant des orbites bien établies (grade 1 ou 2). Les mesures obtenues permettent en effet d'estimer la précision du protocole de mesure (par calcul des « O-C », c.à.d de la différence entre les résultats obtenus et ceux prévus par les éphémérides).

Le travail de sélection décrit ci-dessus peut se faire à l'avance, avec des outils comme WdsTool<sup>34</sup>, StelleDoppie<sup>35</sup> ou GDS<sup>36</sup> (attention à vérifier que la version du WDS utilisée par ces outils ne soit pas trop ancienne, notamment pour les couples les plus serrés, à mouvement orbital rapide donc). Il peut être utile, ceci dit, de disposer d'un outil permettant de modifier ou d'affiner la sélection « sur le terrain » afin d'adapter le programme aux conditions d'observations effectives (seeing, position par rapport au méridien,...), comme le logiciel WdsPick, déjà cité.

### 3 Traitement

La mise en œuvre des méthodes décrites dans [1] sur les séquences d'images acquises suivant les principes décrits ci-dessus peut bien sûr se faire « à la main », en utilisant les outils classiques de traitement d'images (qui se réduisent ici, *in fine*, au calcul de transformées de Fourier directes et inverses, comme expliqué dans [14]. Mais on a tout intérêt à utiliser des outils dédiés. Il y en a essentiellement deux accessibles aux amateurs : REDUC et SPECKLETOOLBOX.

#### 3.1 REDUC

Depuis la version 4.0, le logiciel Reduc<sup>37</sup>, développé par F. Losse dispose en effet d'un module de calcul de l'autocorrélation et de l'intercorrélacion sur une séquence d'images.

L'utilisation de ces modules est très bien décrite dans le tutoriel distribué avec le logiciel<sup>38</sup>. On se contente donc de donner ici les grandes lignes de la mise en œuvre de la méthode et les résultats obtenus sur un panel de couples représentatifs.

Reduc opérant préférentiellement sur des séquences d'images ou des cubes au format FITS la première chose à faire est la conversion du fichier d'acquisition à ce format. De nombreux outils existent pour cela. L'auteur utilise le convertisseur fourni avec le logiciel Genika. Si possible, on choisira le format « FITS cube », pour lequel les  $n$  images de la séquence sont stockées dans un fichier unique.

Le calcul de l'auto et de l'intercorrélacion requiert que les images de la séquence soient carrées et que leur dimension soit

28 Si on utilise un correcteur de dispersion atmosphérique (ADC), observer près du méridien évite par ailleurs d'avoir à retoucher l'orientation dudit correcteur lors de la séance.

29 Typiquement supérieure à la dizaine de secondes d'arc.

30 Une exception notable est celle des couples qui s'avèrent ne pas correspondre à un système physique mais dont la binarité résulte d'un simple effet de perspective sur le ciel (couples dits « optiques »). Les mesures de tels « couples » peuvent en effet mettre en évidence, sur des périodes de temps plus faibles, des trajectoires incompatibles avec un mouvement orbital.

31 Orbitales de grade 1 ou 2 dans le 6ème Catalogue d'Orbites (<http://www.astro.gsu.edu/wds/orb6.html>)

32 La définition de "longtemps" dépend évidemment de la période (et donc de la séparation potentiellement); en pratique, il est rare qu'un couple au-dessus de la seconde d'arc montre un mouvement sensible en moins d'une dizaine d'années. Le WDS (<http://www.astro.gsu.edu/wds>) donne la date de la dernière observation et le nombre total de mesures (attention à bien utiliser une version à jour).

33 A condition que les composantes soient séparées de plus de 0,5 arcsec.

34 <http://wdstool.com>

35 <https://www.stelledoppie.it>

36 Le logiciel GDS, écrit par D. Rowe ([drowesmi@aol.com](mailto:drowesmi@aol.com)) permet de sélectionner des couples potentiels dans le catalogue Gaia DR2. Son usage est décrit notamment dans [9]

37 <http://www.astrosurf.com/hfosaf/fr/tdownload.htm#reduc>

38 <http://www.astrosurf.com/hfosaf/reduc/tutoriel.htm#speckle>

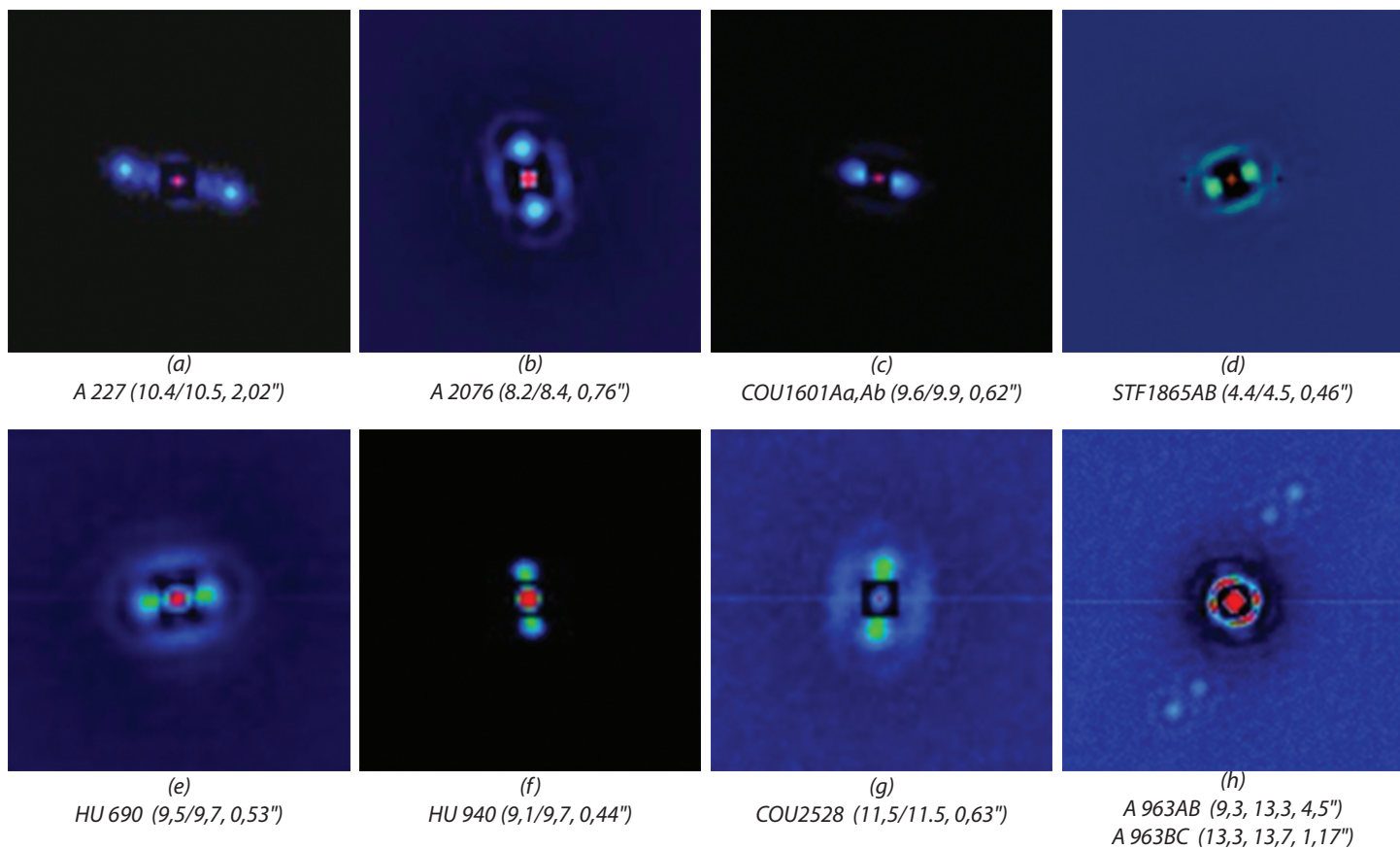


Figure 4 – Exemples d'autocorrélogrammes calculés avec Reduc

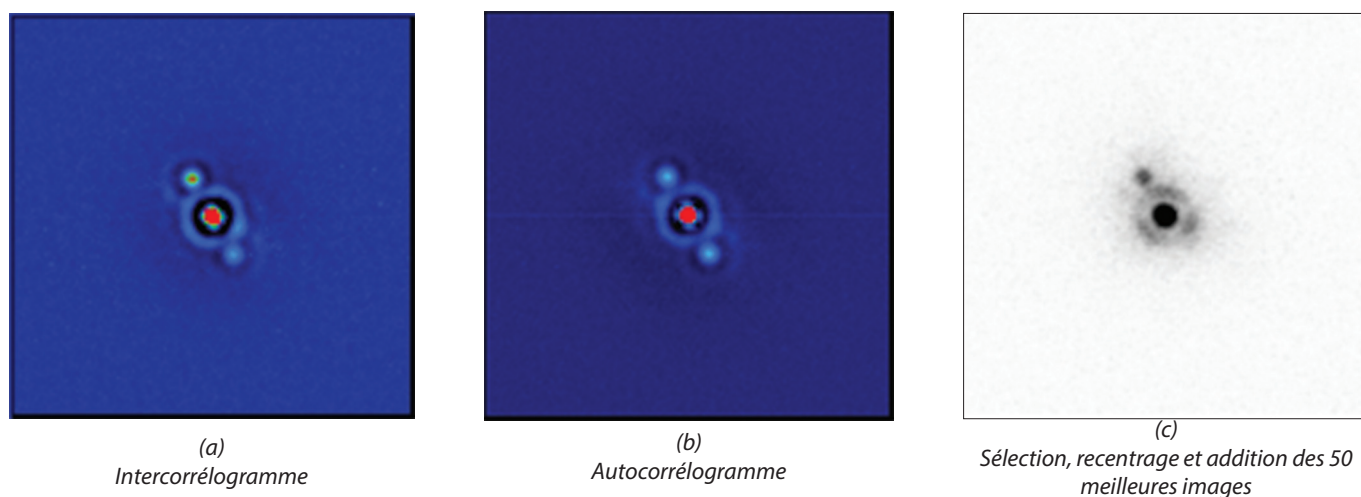


Figure 5 - Images du couple A 1804 obtenues avec Reduc selon trois méthodes  
Les composantes de magnitudes 9,2 et 10,4 sont séparées de 1,3 arcsec

une puissance de deux<sup>39</sup>. Si ce n'est pas le cas, Reduc demandera de redimensionner la séquence et l'effectuera à la volée. La taille à choisir (64x64, 128x128 ou 256x256 typiquement) dépend de l'échantillonnage et de la séparation du couple. On a intérêt à choisir la plus petite valeur possible : les calculs seront plus rapides et les corrélogrammes plus contrastés.

Ensuite, tout est très simple : le menu *Interferometry* de Reduc permet de calculer en un seul clic l'auto ou l'intercorrélation de la séquence. En fait, Reduc génère, dans les deux cas, dix corrélogrammes<sup>40</sup>. Le premier correspond au corrélogramme non filtré. Sur l'image correspondante, les pics d'auto (resp. inter) corrélation sont noyés dans un nuage – appelé « halo de seeing » dû au bruit – et difficilement mesurables. Les corrélogrammes suivants donnent le résultat du traitement du corrélogramme « brut » par une collection de filtres opérant par soustraction d'une moyenne locale calculée sur une fenêtre de taille croissante. Le but de l'opération est de mieux faire ressortir les pics afin de faciliter la mesure. Le choix de la bonne version dépend essentiellement de la nature des images (taille, séparation et niveau de bruit).

La figure 4 donne quelques exemples d'autocorrélogrammes calculés avec Reduc<sup>41</sup>. Le nom du couple, la magnitude des composantes et la séparation sont indiqués sur chaque image. Pour les images de la première rangée (a,b,c,d), les acquisitions ont été faites avec un télescope Schmidt-Cassegrain de 280 mm de diamètre et une caméra EM-CCD Raptor Kite, avec un échantillonnage de 0,13 arcsec/pixel. Pour la seconde rangée (e,f,g,h), la caméra est une ASI 290MM et l'échantillonnage est de 0,093 arcsec/pixel. Le traitement a été effectué avec la version 5.0 de Reduc, sur des séquences de 1000 images de taille 128x128 après soustraction des biais (*bias subtraction*). Les corrélogrammes sont affichés en fausses couleurs pour plus de lisibilité.

La mesure s'effectue essentiellement de la même manière qu'avec une image obtenue par sélection-recadrage-addition : on clique sur le pic central puis sur l'un des pics secondaires. Reduc donne alors directement la valeur de la séparation et de l'angle de position du couple, une fois que les valeurs de calibration, échantillonnage et angle de la caméra ont été entrées, bien sûr<sup>42</sup>.

La technique de mesure par calcul de l'autocorrélation présente toutefois un inconvénient bien connu : elle conduit à une ambiguïté de 180° sur la valeur de l'angle de position  $\theta$ , les deux pics secondaires étant parfaitement symétriques.

Dans certains cas, cette ambiguïté peut être résolue en faisant appel à l'historique des mesures antérieures ou par une image directe (extraite de la séquence ou obtenue par sélection-recalage-addition). Dans le cas contraire, la solution consiste à calculer non pas l'autocorrélation mais l'intercorrélation sur les images de la séquence. Pour cela, il faut sélectionner dans le menu *Interferometry* de Reduc l'item *Cross-Correlation*. Le déroulement des opérations est strictement le même qu'avec l'autocorrélation, la seule différence étant que les pics du corrélogramme présentent ici une intensité différente et que la mesure s'effectue systématiquement sur le pic le plus brillant, qui

correspond donc à la « bonne » valeur de l'angle de position<sup>43</sup>.

La figure 5-a donne un exemple d'intercorrélogramme calculé avec Reduc. Le couple concerné est A 1804, dont les composantes, de magnitudes 9,2 et 10,4 sont séparées de 1,3 arcsec. Les figures 5-b et 5-c donnent respectivement, et pour comparaison, l'autocorrélogramme calculé sur la même séquence et une image directe, obtenue par sélection, recentrage et addition des 50 meilleures images de la séquence.

### 3.2 SpeckleToolBox

Le logiciel SpeckleToolBox<sup>44</sup> (STB) a été conçu dès le début pour la mise en œuvre des techniques de réduction par autocorrélation. Son principal intérêt est par ailleurs de proposer un mode de réduction par calcul du bispectre, une variante de l'autocorrélation qui autorise la reconstruction complète de l'image du couple mesuré (ce qui permet d'une part d'éliminer l'ambiguïté de quadrant inhérente à la mesure par autocorrélation et d'autre part d'estimer la différence en magnitude des deux composantes<sup>45</sup>). La description de cette technique et de sa mise en œuvre dans STB fera l'objet d'un prochain article.

L'utilisation du logiciel SpeckleToolBox est très similaire à celle décrite pour Reduc : chargement des images (« cube FITS » forcément ici), calcul de l'autocorrélogramme<sup>46</sup>, et mesure de l'angle de position et de la séparation sur l'autocorrélogramme. Comme avec Reduc, deux outils de post-traitement des autocorrélogrammes sont fournis afin de faciliter la mesure : l'un utilisant un filtre gaussien paramétrable, l'autre la déconvolution par une étoile de référence (cf paragraphe suivant). Un mode d'emploi détaillé du logiciel est donné dans [15].

La figure 6 donne quelques exemples d'autocorrélogrammes calculés avec SpeckleToolBox<sup>47</sup>. Les images de la rangée supérieure (a, b, c) ont été réalisées avec un télescope Schmidt-Cassegrain de 280 mm de diamètre et une caméra ASI 290MM (échantillonnage : 0,093 arcsec/pixel). Celle de la rangée inférieure (d, e, f) avec un télescope Cassegrain de 620 mm de diamètre et la même caméra (échantillonnage : 0,064 arcsec/pixel [11]). Le cercle magenta sur les images représente la position du centroïde calculée par le logiciel.

### 3.3 Déconvolution

Dans un certain nombre de cas, le corrélogramme, même filtré, reste difficile à mesurer car les pics restent noyés dans le bruit ou les artefacts.

Les techniques dites de déconvolution visent à pallier ce problème. Pour cela, l'idée consiste à déconvoluer<sup>48</sup> chaque image du couple par celle d'une étoile simple – dite de référence – que l'on considère identique à celle de la composante principale. Cette façon de faire revient, idéalement, à retirer du corrélogramme la contribution due d'une part à la composante

39 Ceci parce les calculs reposent sur l'algorithme de transformée de Fourier rapide (FFT).

40 Nommés AC0\_xxx à AC9\_xxx (resp. CC0\_xxx à CC9\_xxx).

41 D'autres exemples de corrélogrammes calculés avec Reduc sont donnés dans [4], [5], [6] et [7].

42 Reduc propose même un mode de mesure dit « Interferometry Fast Measurement » dans lequel il suffit de cliquer sur un des pics secondaires.

43 En fait, c'est le pic le moins brillant, dans l'algorithme d'intercorrélation, qui donne la bonne valeur de l'angle de position. Reduc inverse en interne les deux positions afin de rendre le processus plus intuitif.

44 Développé par D. Rowe (drowesmi@aol.com) et disponible auprès de ce dernier sur demande.

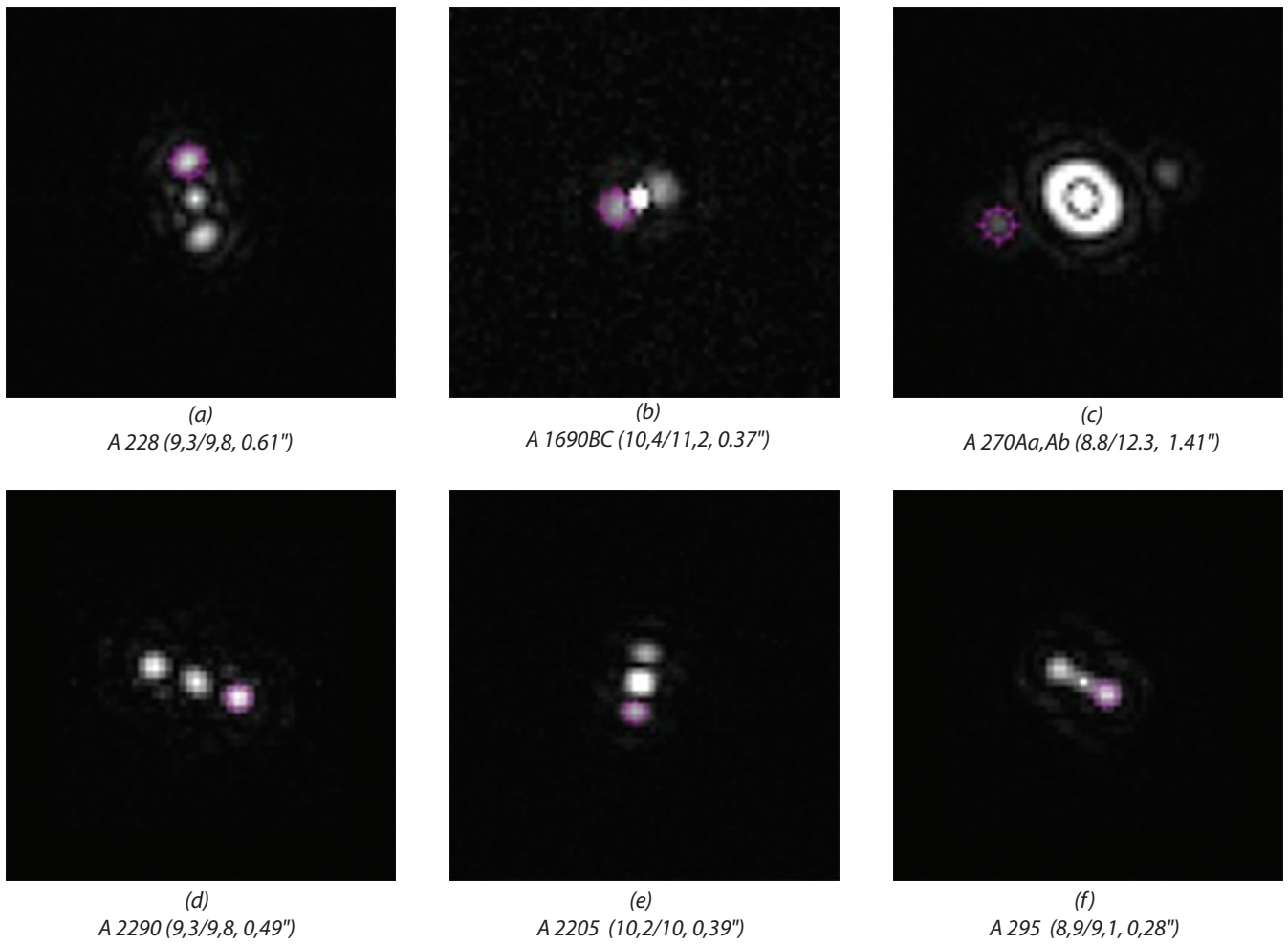
45 Ce que ni les méthodes fondées sur le calcul de l'autocorrélation, ni celles fondées sur celui de l'intercorrélation ne permettent.

46 Le calcul de l'intercorrélation n'est pas supporté. Il est avantageusement remplacé par celui du bispectre.

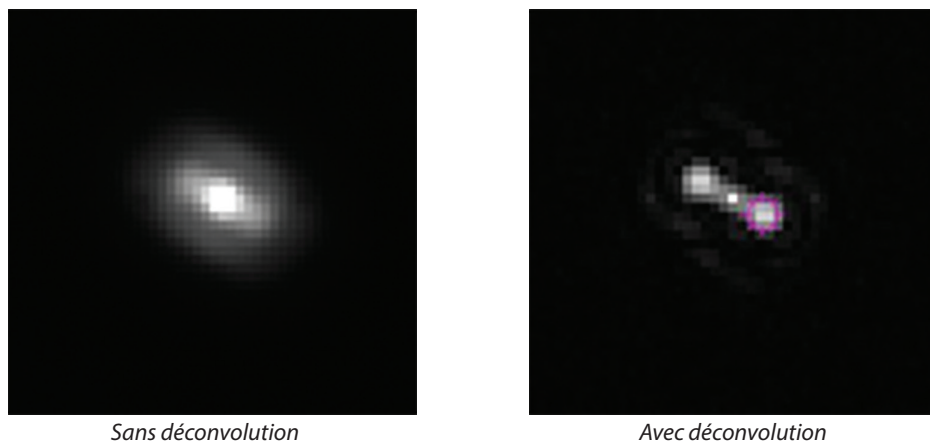
47 D'autres exemples de corrélogrammes calculés avec SpeckleToolbox sont donnés dans [8] et [11].

48 D'où le nom de la méthode. En pratique, il est rare que l'on procède par déconvolution proprement dit. Il est en effet plus simple de travailler dans le domaine fréquentiel, en divisant simplement le spectre de puissance du couple cible par celui de l'étoile de référence.





**Figure 6 – Exemples d'autocorrélogrammes calculés avec SpeckleToolBox**



**Figure 7 – Exemple de déconvolution d'un autocorrélogramme (A 295)**

principale et d'autre part aux aberrations instrumentales. La principale difficulté consiste dans le choix de l'étoile de référence, dont les caractéristiques (magnitude, type spectral) doivent être aussi proches que possible de celle de la composante principale du couple cible, afin de constituer une « réplique » fidèle de cette dernière. L'étoile de référence doit aussi être choisie dans la proximité immédiate du couple cible et son acquisition se faire peu de temps après (ou avant) afin que les paramètres instrumentaux et de seeing puissent être considérés comme identiques.

La figure 7 illustre les bénéfices de cette technique, ici mise en œuvre avec le logiciel SpeckleToolBox<sup>49</sup>. Le couple concerné est A 295, dont les composantes, de magnitudes 8,9 et 9,1 étaient séparées de 0,27 arcsec à la date de la mesure (2017). L'acquisition a été faite avec un télescope Ritchey-Chrétien de 50 cm d'ouverture [11] et une caméra EM-CCD Raptor Kite (échantillonnage : 0,074 arcsec/pixel). L'image de gauche donne le résultat du traitement par autocorrélation sur une séquence de 1000 images, avec post-filtrage par masque gaussien. Comme on le voit, malgré le filtrage, les pics sont noyés dans un halo de seeing et, surtout, touchent le pic central, ce qui rend la mesure très imprécise. L'image de droite montre le résultat du calcul de l'autocorrélation après déconvolution par une étoile de référence (BD 247037 ici). Le halo a quasiment disparu et les deux pics sont désormais bien séparés, ce qui permet au logiciel de positionner le centroïde de mesure précisément.

Un peu plus délicate à mettre en œuvre, la déconvolution par une étoile de référence, lorsque cette étoile de référence est bien choisie, améliore sensiblement la qualité des corrélogrammes et donc la précision des mesures. Elle permet par ailleurs de se passer de l'étape de post-filtrage *ad-hoc* et donc autorise une procédure de mesure plus indépendante de l'opérateur.

### 3.4 Flot de traitement

La figure 8 résume le flot de traitement complet permettant d'obtenir une mesure à partir d'un ensemble de séquences d'acquisition de la cible, d'une séquence d'acquisition des biais de la caméra et, le cas échéant, d'une étoile de référence.

### 4 Conclusion

Dans le cadre de la mesure d'étoiles doubles, l'interférométrie des tavelures constitue un outil très puissant. La disponibilité de logiciels très bien conçus et disponibles gratuitement d'une part et de caméras très sensibles à faible coût d'autre part la rend accessible au plus grand nombre, sans requérir de connaissances théoriques approfondies en traitement du signal ou à des investissements conséquents.

Pour des instruments limités par le seeing dans les conditions habituelles (de diamètre égal ou supérieur à 300 mm typiquement), cette technique permet de recouvrir le pouvoir séparateur de l'instrument et d'exploiter la quasi-totalité des nuits claires.

Mais elle reste applicable même avec des instruments de plus faible diamètre et, plus généralement, lorsque les cibles ne présentent pas un motif de tavelures marqué<sup>50</sup>. Il ne s'agit plus alors d'interférométrie des tavelures à proprement parler mais plutôt de corrélation au niveau pixel<sup>51</sup>. Elle donne alors des résultats identiques à ceux obtenus avec les méthodes classiques de *lucky imaging*, mais avec un avantage pratique non négligeable : elle ne requiert pas d'étape de tri-sélection des images, forcément guidée par l'opérateur, ce qui rend sa mise en œuvre beaucoup plus systématique. Pour les couples serrés, la mesure sur les pics de corrélation est aussi plus fiable que par ajustement de surface (en particulier pour les corrélogrammes déconvolués par une étoile de référence).

Il n'y a donc aucune raison de ne pas l'utiliser.

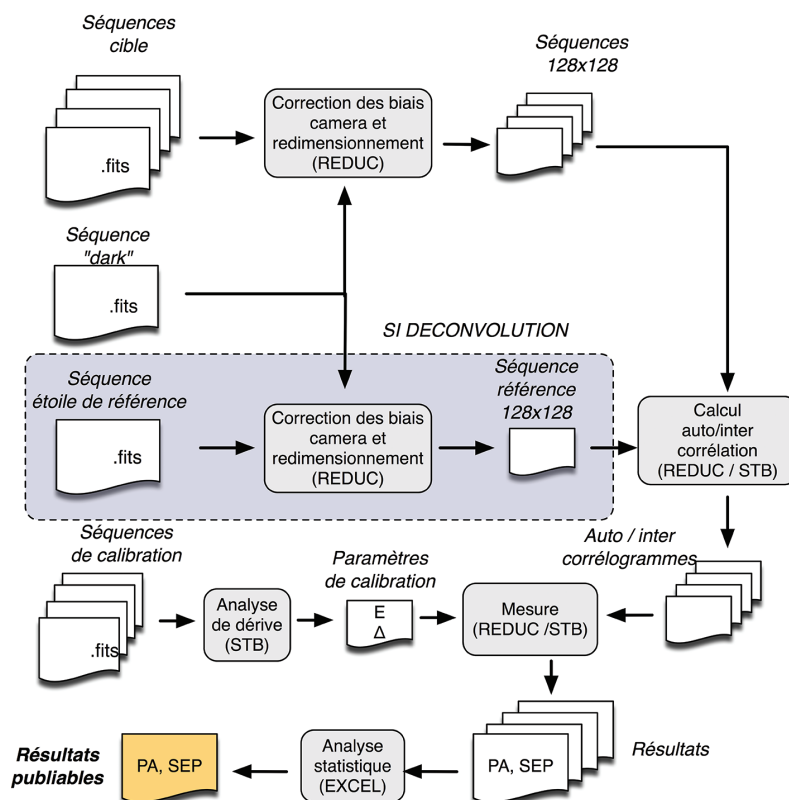


Figure 8 – Flot de traitement complet

49 La déconvolution est aussi possible avec Reduc. La procédure est décrite ici : <http://www.astrosurf.com/hfosaf/reduc/tutoriel.htm#speckle> (paragraphe Déconvolution).

50 On rappelle que le nombre moyen de tavelures dans une image est égal à  $(D/R_0)^2$ , où  $D$  est le diamètre de l'instrument et  $R_0$  le diamètre de Fried.

51 Pixel autocorrelation dans la terminologie anglo-saxonne.

## Remerciements

L'auteur tient à remercier tout particulièrement Florent Losse et David Rowe pour avoir développé respectivement les logiciels Reduc et SpeckleToolBox et pour les nombreuses discussions enrichissantes qui ont accompagné la mise en œuvre de ces logiciels. L'auteur remercie aussi la Société Astronomique de France, l'association T60 et l'association AstroQueyras qui ont permis, dans le cadre de missions à Nice, au Pic du Midi ou à Saint-Véran, d'expérimenter les techniques et méthodes décrites ici sur des instruments de 50 à 60 cm de diamètre.

Cet article est dédié à la mémoire de René Gili (†2018).

## Bibliographie

- [1] B. Trégon. Initiation à l'interférométrie des tavelures – 1ère partie. Revue francophone des observateurs d'étoiles doubles, n°01, Décembre 2020.
- [2] A. Danjon, A. Couder. Lunettes et télescopes. A. Blanchard ed. 1999.
- [3] J. Sérot, B. Trégon, F. Grase. Mesures d'étoiles doubles à la lunette de 50 cm de Nice et au télescope de 60 cm du Pic du Midi. Observations & Travaux, 78 (2011), pp 16-19 .
- [4] J. Sérot. Measurements of double stars using a 280 mm reflector and an EM-CCD : 2014-2015 report. Journal of Double Star Observations, 11 (1s), Sep 2105.
- [5] J. Sérot. Speckle Interferometry of close visual binaries with a 280 mm reflector and an EM-CCD. Journal of Double Star Observations, 12 (5), Jul 2016.
- [6] J. Sérot. Measurements of close visual binaries with a 280 mm reflector and the ASI 290MM camera. Journal of Double Star Observations, 13 (2), Apr 2017.
- [7] J. Sérot. Measurements of 208 Aitken Visual Binary Stars with a 280 mm Reflector. Journal of Double Star Observations, 13 (3), Jul 2017.
- [8] J. Sérot. Measurements of Aitken Visual Binary Stars: 2017 Report. Journal of Double Star Observations, 14 (3), Jul 2018.
- [9] J. Sérot. Measurements of 121 New Visual Binary Stars Suggested by the Gaia Data Release 2. Journal of Double Star Observations, 15 (2), Apr 2019.
- [10] J. Sérot. Measurements of Visual Binary Stars: 2018 Report. Journal of Double Star Observations, 15 (3), Jul 2019.
- [11] J. Sérot, J.E. Communal. Measurements of Close Visual Binary Stars at the Observatory of Saint-Véran. Journal of Double Star Observations, 14 (3), Jul 2018.
- [12] R. Gili, J.L. Prieur, J.P. Rivet, F. Vakili, L. Koechlin, D. Bonneau. PISCO2: the new speckle camera of the Nice 76-cm refractor. ArXiv 1405.683, 2014.
- [13] J. Sérot. User's Guide to WdsPick. Journal of Double Star Observations, 12 (6), Oct 2016.
- [14] J. Sérot. Petit précis de traitement du signal à l'usage des duplicistes opérant par interférométrie des tavelures. Observations & Travaux, 80 (2013).
- [15] R. Harshaw, D.Rowe, R.Genet. The Speckle Toolbox: A Powerful Data Reduction Tool for CCD Astrometry. Journal of Double Star Observations, 13 (1), 2017.
- [16] R. Harshaw. Gaia DR2 and the Washington Double Star Catalog: A Tale of Two Databases. Journal of Double Star Observations, 14 (4), 2018.



### Jocelyn Sérot

*Jocelyn Sérot est Professeur à l'Université Clermont-Auvergne, où il enseigne l'informatique et la conception de systèmes numériques. Astronome amateur de longue date, il s'intéresse à l'observation et la mesure d'étoiles doubles depuis une quinzaine d'années. Il est l'auteur de plus de 2000 mesures, toutes intégrées au WDS et le découvreur de 118 couples (STJ 1 - STJ 118). Il a aussi développé plusieurs logiciels dédiés à l'observation et la mesure d'étoiles doubles, comme WdsPick ou LiveSpeckle.*