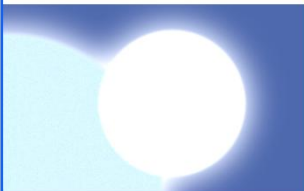
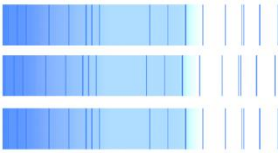
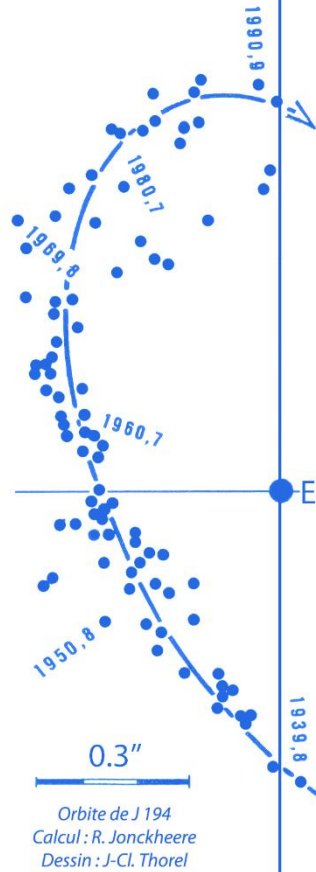




ÉTOILES DOUBLES

Revue francophone des observateurs d'étoiles doubles

N° 12 – Juin 2026



SOMMAIRE

Page 01 : Édito

Par le comité de rédaction

Page 02 : Étoiles doubles situées à moins de 10 pc observées en 2025 et 2026

Par André Debackère

Page 26 : Projet OLED – Occultations d'étoiles doubles par la Lune
Rapport OLED #2 – Juin 2026

Par Philippe Laurent, Enrique Velasco et al.

Page 41 : Astrométrie CCD et analyse physique d'un échantillon de candidates binaires écartées issues de Gaïa/WDSS

Par Rafael Benavides Palencia

Page 47 : Turbulence atmosphérique et observation des étoiles doubles

Par Daniel Bonneau



Éditée par l'association Jonckheere avec le soutien de l'observatoire de l'université de Lille

ISSN 2742-7358

ÉTOILES DOUBLES

REVUE FRANCOPHONE DES OBSERVATEURS D'ÉTOILES DOUBLES



Éditorial

Dans cette nouvelle publication de la revue ED, vous constaterez un peu de changement dans la mise en page. Après 11 numéros, nous avons décidé de changer de logiciel de montage. Ceci nous a entraîné à abandonner les deux colonnes, mais nous gagnons en lisibilité, en souplesse d'édition des formules et des tableaux. Nous avons donc modifié un peu la forme, mais le contenu reste fondamentalement le même.

Ainsi, nous retrouvons **André Debackère** qui continue d'explorer des couples situés à moins de 10 pc du programme Pro-Am de Celine Reyle. Neuf d'entre eux sont ici présentés.

C'est ensuite le **groupe OLED** qui nous propose un compte rendu de leur campagne d'observations d'étoiles doubles par occultation lunaire qui s'est déroulée 1/05/2024 au 30/04/2026.

Notre collègue espagnol **Rafael Benavides Palencia**, observateur d'étoiles doubles de longue date, s'intéresse aux couples écartés. Il nous livre ses mesures et analyses de 14 couples qui présentent de nombreux indices de physicalité.

Enfin, nous savons tous que l'un des facteurs limitant les possibilités de mesures est la turbulence atmosphérique, autant bien connaître ses effets. **Daniel Bonneau**, un des conseillers scientifiques de notre revue, nous propose une étude bien détaillée de ce phénomène qui concerne en particulier les étoiles doubles visuelles, mais qu'il est aussi bon de connaître dans la conduite de bons nombres d'autres types d'observations.

Nous espérons que vous apprécierez ce nouveau numéro d'ED qui vous fera naviguer entre théorie, mesures, et observations.

Bon été et nous nous retrouverons en décembre prochain !

Le comité de rédaction.



ÉTOILES DOUBLES

Juin 2026 - numéro 12

ISSN 2742-7358

Revue éditée par

L'Association Jonckheere

les amis de l'observatoire de Lille

1, Impasse de l'observatoire 59000 LILLE

<https://asso-jonckheere.wixsite.com/accueil>



et soutenue par

L'Observatoire de l'Université de Lille

1, Impasse de l'observatoire 59000 LILLE

<http://astronomie.univ-lille.fr>



Comité de rédaction

André Amossé

Philippe Laurent

Florent Losse

Comité scientifique

Frédéric Arenou

Daniel Bonneau

Patricia Lampens

Josefina F. Ling

Alain Vienne

Notes aux auteurs sur

<https://etoilesdoubles.org>

Contact

contact@etoilesdoubles.org

© 2026 Étoiles Doubles



Robert JONCKHEERE a été l'astronome français des étoiles doubles du début du XXème siècle et le maître à penser de Paul COUTEAU. Son patrimoine astronomique est à l'observatoire de Lille. Cette publication trouve naturellement sa place à Lille où « l'association Jonckheere, les amis de l'observatoire de Lille » valorise et entretient ce patrimoine scientifique et avec lequel elle réalise des mesures d'étoiles doubles visuelles.

ÉTOILES DOUBLES SITUÉES A MOINS DE 10 PC OBSERVÉES EN 2025 ET 2026

DOUBLE STARS LOCATED LESS THAN 10 PC OBSERVED IN 2025 AND 2026

André Debackère

dbrstars@gmail.com



Résumé

Cet article fait suite à celui publié en décembre 2025 dans la revue "Étoiles Doubles", revue francophone des observateurs d'étoiles doubles, intitulé « LDS 169 : un système quadruple ? ». La paire LDS 169, située à un peu moins de 9 parsecs du Soleil fait partie du programme Pro-Am de Céline Reylé consacré aux étoiles situées à moins de 10 pc dont 339 systèmes et que je continue d'explorer. Ce nouvel article présente les mesures astrométriques et photométriques de 9 couples de ce programme d'observation. Le matériel utilisé est celui décrit dans mes précédents articles c'est à dire les télescopes de 0,35m et de 2,0 m du réseau LCO. Les données les plus précises connues à ce jour sont fournies par le catalogue Gaia DR3, je retiens en particulier la parallaxe des composantes de chaque paire observée, leur mouvement propre, leurs coordonnées équatoriales à l'équinoxe J2000. Les étoiles étudiées ici sont dans un environnement proche du Soleil (moins de 10 pc) par conséquent leur mouvement propre est important et leurs coordonnées équatoriales évoluent rapidement au cours du temps. Je réalise donc l'astrométrie et la photométrie de ces objets à la date des observations. Les coordonnées polaires des couples observés sont déterminées en utilisant le logiciel REDUC. Dans ce programme 7 couples sont référencés dans le 6^{ème} catalogue des orbites des binaires visuelles (2026), il est important d'apporter de nouvelles mesures afin d'affiner leurs orbites. Concernant les 2 autres paires observées, l'une est répertoriée dans le catalogue WDS comme couple physique et l'autre comme couple optique. Pour le couple physique il est utile d'effectuer des mesures régulièrement afin de pouvoir déterminer une orbite quand le nombre de mesures sera suffisant.

Abstract

This article follows on from the one published in December 2025 in the French-language journal for double star observers entitled "LDS 169: a quadruple system?". The pair LDS 169, located just under 9 parsecs from the Sun, is part of Céline Reylé's Pro-Am program dedicated to stars located less than 10 pc away, which I continue to explore. This new article presents the astrometric and photometric measurements of 9 pairs from this observation program. The equipment used is that described in my previous articles, namely the 0.35 m and 2.0 m telescopes of the LCO network, equipped respectively with Sony QHY 600 CMOS camera and the MuSCAT4 multichannel system, as well as Bessel B, V and Sloan SDSS i' filters. The most accurate data known to date are provided by the Gaia DR3 catalogue. I am particularly focusing on the parallax of the components of each pair observed, their proper motion, and their equatorial coordinates at the J2000 equinox. The stars studied here are in an environment close to the Sun (less than 10 pc), so their proper motion is significant and their equatorial coordinates change rapidly over time. I therefore perform the astrometry and photometry of these objects on the date of observation using the ASTROMETRICA software associated with the "ATLAS ALL-Sky Stellar Reference Catalog". The polar coordinates of the observed couples are determined using the REDUC software. In this program 7 pairs are referenced in the "Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars" (2026), it is important to provide new measurements in order to refine their orbits. As for the other two pairs observed, one is listed in the WDS catalogue as a physical pair and the other as an optical pair. For the physical pair, it is useful to take regular measurements so that an orbit can be determined once a sufficient number of measurements have been collected.

Keywords : Stars: Brown dwarfs – Binaries – distances – solar neighbourhood– Proper motions – Orbital pairs – Astrometry – Photometry



1. Introduction

Les objets de l'environnement solaire sont, pour des raisons évidentes, très étudiés. Le catalogue Gaia EDR3-GCNS [1] contient 331312 objets proches du Soleil dans un rayon de 100 pc. La distance au Soleil est évidemment arbitrairement choisie lorsque l'on parle de voisinage solaire (Knapp W, 2020) [2]. Par exemple la distance de 25 pc a été retenue par le catalogue Gliese 3^{ème} édition [3] contenant 1991 objets ainsi que par le projet RECONS (Research Consortium On Nearby Stars) recensant 100 systèmes proches [4]. Un travail fondamental sur l'environnement stellaire proche du Soleil dans un rayon de 10 pc a été réalisé par Céline Reylé (Reylé C. & al., 2021) [5] fournissant un catalogue de 540 étoiles particulièrement bien étudiées servant de référence pour les études ultérieures. Reylé et son équipe ont fait le choix de proposer un programme « Pro-Am » comportant en particulier 339 systèmes. La Commission des Etoiles Doubles de la SAF s'est donc tout naturellement impliquée dans ce programme (voir l'article de Céline Reylé dans L'Astronomie de janvier 2024). Ayant accès aux télescopes robotisés du réseau LCO [6], je me suis d'abord intéressé en 2021 à LUH 16 (Debackère et al., juin 2021) [7], une paire de naines brunes proches du Soleil à 2 pc découverte par Kevin Luhman en 2013 (Luhman, 2013) [8] et [46]. En 2021 également j'ai étudié le couple de naines rouges LDS 838 situé à 2,7 pc du Soleil (Debackère A. et al., 2021) [9], puis en 2025 la paire LDS 169 constituée de 2 naines rouges situées à 8,8 pc du Soleil (Debackère A., 2025) [10]. Ces objets peuvent être localisés sur la carte de l'environnement stellaire à moins de 10 pc du Soleil disponible sur le site «galaxymap.org» [11].

Les étoiles ne sont pas fixes, le mouvement propre des étoiles a été mis en évidence au XVIII^{ème} siècle par l'astronome britannique Edmond Halley. Le vecteur vitesse réelle d'une étoile est la résultante de sa vitesse tangentielle (perpendiculaire à la ligne de visée) et de sa vitesse radiale (le long de la ligne de visée).

Un mouvement propre de $1''\cdot\text{an}^{-1}$ pour une étoile à la distance de 1 pc correspond à une vitesse tangentielle $\approx 4,87$ km.s⁻¹. Pour une étoile à la distance d (pc), un mouvement propre tangential μ ($''\cdot\text{an}^{-1}$) correspond donc à la vitesse tangentielle de $V_{\text{tang}} = d \cdot \mu \cdot 4,87$ km.s⁻¹.

Par exemple LUH 16 qui est, dans notre sélection d'objets, le système le plus proche du Soleil (≈ 2 pc) a un mouvement propre tangential important $\mu \approx 2,8''\cdot\text{an}^{-1}$ correspondant à une vitesse tangentielle de $V_{\text{tang}} \approx 27,3$ km.s⁻¹ alors que la vitesse radiale du système (non donnée dans les catalogues) est estimée à $V_{\text{rad}} \approx 21,5$ km.s⁻¹ (Wikipedia) soit une vitesse réelle $V_{\text{réelle}} \approx 34,7$ km.s⁻¹. Le couple BSO 13, situé à $d = 8,8$ pc, a quant à lui un mouvement propre nettement plus faible $\mu \approx 1,1''\cdot\text{an}^{-1}$ ce qui correspond à une vitesse tangentielle $V_{\text{tang}} \approx 47,1$ km.s⁻¹ alors que sa vitesse radiale est $V_{\text{rad}} \approx 26$ km.s⁻¹ (Simbad), soit une vitesse réelle $V_{\text{réelle}} \approx 53,8$ km.s⁻¹, beaucoup plus grande. Les vitesses réelles des cibles observées calculées à partir des vitesses tangentielles et radiales données par le catalogue Gaia-DR3, $V_{\text{réelle}} = (V_{\text{tang}}^2 + V_{\text{rad}}^2)^{1/2}$ sont présentées dans l'annexe 1.

Ce travail consiste à déterminer avec précision les coordonnées équatoriales de chaque composante des couples observés. Dans le cas des couples orbitaux il est également important de mesurer leurs coordonnées polaires afin d'affiner les orbites. Je complète ces mesures en effectuant la photométrie des composantes des couples observés. Enfin les données concernant STF 104 fournies par le catalogue Gaia-DR3, en particulier la parallaxe et les mouvements propres, confirment la binarité de ce couple établie dans le catalogue WDS.

La section 2 présente le matériel utilisé, le cadre expérimental et la démarche ainsi que la liste des étoiles observées et les données fournies par les différents catalogues WDS [12], UCAC4 [13], Gaia-DR3 [14] et CatWISE [15] (Tableau I). Dans la section 3, qui présente mes observations, je donne un aperçu des paires observées en donnant une brève description ainsi qu'une comparaison de mes images avec les images des champs extraits du DSS [16] générées par ALADIN [17] en lien avec les catalogues cités précédemment. Dans la section 4 je réalise ensuite l'astrométrie et la photométrie de ces couples en utilisant les logiciels REDUC [18] et ASTROMETRICA [19], les résultats (coordonnées polaires des couples étudiés et coordonnées équatoriales des composantes à la date des observations, magnitudes des composantes et delta m) sont consignés dans le Tableau II. Je place ensuite ces résultats sur les orbites calculées des couples orbitaux et je décris l'évolution en 20 ans du couple physique SKF 104.

2. Méthodologie

2.1. Description du matériel

J'utilise le réseau de télescopes du LCO [6] pour obtenir des images à des fins d'analyse. Les systèmes stellaires ont été imagés à l'aide de télescopes *Planewave Delta Rho 350* [20] équipés de caméras *CMOS QHY600 M* [21] situés en différents observatoires du réseau. Le format de la caméra QHY 600 est de 2400x2400 pixels, avec une taille de pixel de 3,76 microns. Le champ de vision en mode lecture central est de 30'x30'. L'échantillonnage est d'environ 0,74''·pixel⁻¹,

le bruit de lecture est de $3 \text{ à } 3,5 \text{ e}^-$ et le gain $0,7 \text{ e}^- \cdot \text{ADU}^{-1}$. La binaire LUH 16 a été imagée en infra-rouge proche à l'aide du *Faulkes Telescope South* [22], télescope de classe 2m équipé du système imageur MuSCAT4 (*Multicolor Simultaneous Camera for studying Atmospheres of Transiting exoplanets*) [23] fabriqué par « *Astrobiology Center* » de Tokyo. C'est un imageur à quatre canaux simultanés constitué de quatre caméras de Princeton Instruments : 1 caméra Pixix 2048B pour le filtre SDSS *r'*, 2 caméras Pixix 2048_eX pour les filtres *g'* et *i'*, 1 caméra Sophia 2048BR pour le filtre *zs*. La taille des pixels est de $13,5 \mu\text{m}$, l'échantillonnage de l'image est de $0,27'' \cdot \text{pix}^{-1}$, le binning x1 avec un champ d'environ $9' \times 9'$. Les figures 1,2 et 3 montrent respectivement les courbes de transmission du filtre photographique RG715, des filtres SDSS *u*, *g*, *r*, *i*, *zs* et des filtres BESSEL *U*, *B*, *V*, *R*, *I* cités dans l'article.

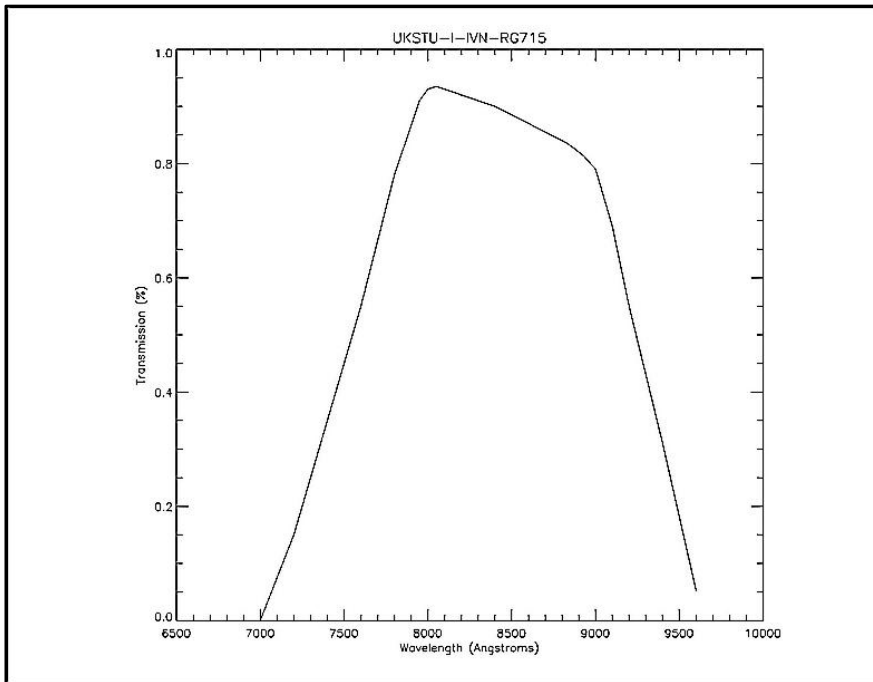


Fig.1- Bande passante du filtre photographique RG715

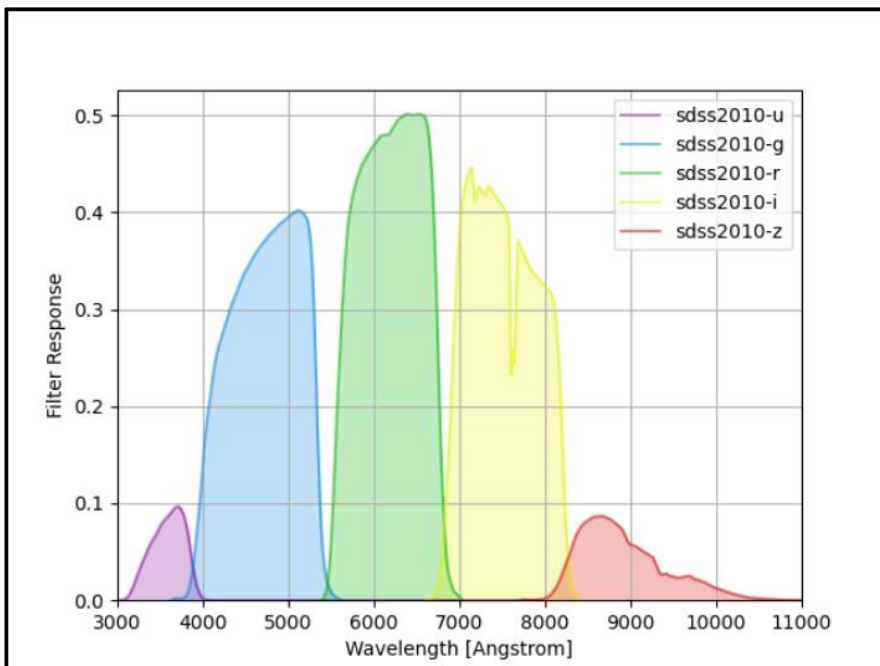


Fig.2- Bandes passantes des filtres en bandes *u*, *g*, *r*, *i* et *zs* installés sur l'imageur MusCAT4

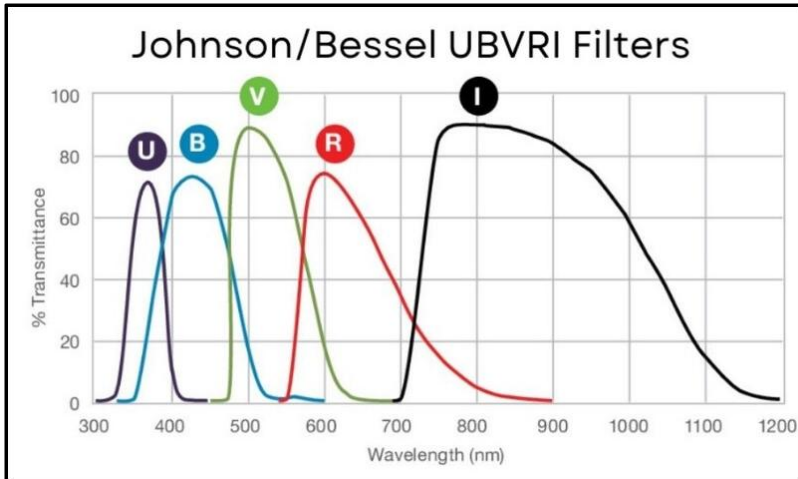


Fig.3- Bandes passantes des filtres en bandes UBVRI

2.2. Cadre expérimental

Les observations ont fait appel aux télescopes T0,35m du réseau LCO situés à l’observatoire de Siding Spring en Australie, à l’observatoire astronomique d’Afrique du Sud (SAAO), à l’observatoire McDonald au Texas, à l’observatoire Inter-Américain du Cerro Tololo (CTIAO) au Chili et à l’observatoire de l’Haleakala à Hawaï. Les images sont réalisées en adaptant les temps de pose pour éviter la saturation des composantes des couples à mesurer.

2.3. Démarche

Dans un premier temps je recherche les données les plus récentes et les plus précises. Le Tableau I donne la liste des paires observées et leur identification dans le catalogue WDS [12], les identifications croisées dans les catalogues UCAC4 [13], Gaia-DR3 [14] et WISE [15], les coordonnées équatoriales J2000,0 des composantes, la parallaxe et les mouvements propres fournis par le catalogue Gaia-DR3. Je réalise les images des cibles et je compare aux images du DSS générées dans ALADIN afin de bien identifier leurs composantes aux mouvements propres élevés. Je détermine alors quand c’est possible leurs coordonnées équatoriales et pour les orbitales leurs coordonnées polaires à la date des observations.

Description du Tableau I

Col.1, Désignation dans le catalogue WDS (basée sur les coordonnées 2000) et autres désignations

Col.2, Composante

Col.3, Identifications croisées UCAC4/Gaia-DR3/WISE

Col.4, Ascension droite α J2000,0 dans le catalogue Gaia-DR3

Col.5, Déclinaison δ J2000,0 dans le catalogue Gaia-DR3

Col.6, Parallaxe absolue ϖ et incertitude en mas dans le catalogue Gaia-DR3

Col.7, Mouvement propre en ascension droite μ_α et incertitude en mas.an^{-1}

Col.8, Mouvement propre en déclinaison μ_δ et incertitude en mas.an^{-1}

Col.9, Notes

Tableau I- Informations concernant les couples à observer

nom WDS Id WDS autre Id	Com.	UCAC4 Id Gaia-DR3 Id WISE Id	α J2000.0	δ J2000.0	ϖ \pm	$\mu_\alpha \cos \delta$ \pm	μ_δ \pm	N
LPM 248* 06579-4417 GJ 257	A	229-011414 5559035514776717312	065746.517 065746.500	-441727.84 -441727.94	- 124.3569 \pm 0.0399	-1192.6 \pm 2.5 -1172.189 \pm 0.051	-131.5 \pm 2.5 -125.37 \pm 0.051	1,O,P
HIP 33499 CD-443045	B	J065745.44-441728.9 229-011416 5559035514779971456	065745.162 065746.710 065746.625	-441728.1 -441728.24 -441728.28	- 124.5695 \pm 0.0495	-1065.15 \pm 6.4 -1102.2 \pm 8.0 -1118.073 \pm 0.063	-70.52 \pm 10.3 -42.6 \pm 8.0 -48.934 \pm 0.067	
LUH 16** 10493-5319	A	184-061368 5353626573555863424 J104915.57-531906.1	104918.811 104914.017 104915.579	-531906.34 -531904.96 -531906.12	- - -	1.8 \pm 6.4 - -	-1.0 \pm 6.0 - -	1,O,R
SHJ 243 17153-2636 GJ 663/4 36 Oph	B	- - -	- - -	- - -	- - -	- - -	- - -	
	A	317-110675 4109030160308320128	171520.779 171520.784	-263606.15 -263606.12	- 168.0031 \pm 0.1343	-506.4 \pm 1.0 -498.600 \pm 0.123	-1150.3 \pm 1.0 -1149.158 \pm 0.086	1,O,P
	B	317-110678 4109030160308317312	171520.978 171520.984	-263610.19 -263610.17	- 168.1303 \pm 0.1081	-473.7 \pm 2.5 -465.861 \pm 0.111	-1143.9 \pm 2.5 -1141.168 \pm 0.073	

nom WDS Id WDS autre Id	Com.	UCAC4 Id Gaia-DR3 Id WISE Id	α J2000.0	δ J2000.0	ϖ \pm	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ \pm	μ_{δ} \pm	N
HJ 4935 AC MLO 4 AB 17190-3459 GJ 667 HD 156384	A	276-109609 -	171857.165 -	-345923.14 -	- -	1129.8 \pm 1.0 -	-77.0 \pm 1.0 -	1,O,P
	C	276-109614 5975663354131618304 -	171858.755 171858.827 -	-345948.41 -345948.61 -	- 138.0663 \pm 0.0283 -	1149.2 \pm 8.0 1131.517 \pm 0.025 -	-90.8 \pm 8.0 -215.569 \pm 0.020 -	
BSO 13 17191-4638 GJ 666 HD 156274 41 Ara	A	217-139753 5951165616611763456 -	171903.834 171903.838 -	-463810.45 -463810.44 -	- 113.7513 \pm 0.0725 -	1035.3 \pm 2.5 1029.610 \pm 0.086 -	109.2 \pm 2.5 106.935 \pm 0.074 -	1,O,P
	B	217-139750 5951165616635298816 -	171902.990 171902.969 -	-463813.13 -463813.11 -	- 113.2858 \pm 0.4302 -	973.0 \pm 2.5 952.035 \pm 0.483 -	137.8 \pm 2.5 138.380 \pm 0.430 -	
SKF 104 17352-4841 GJ 680 CD-4811837	A	207-150569 5946986063684477056 -	173513.606 173513.617 -	-484051.70 -484051.12 -	- 103.3081 \pm 0.0216 -	84.4 \pm 8.0 74.069 \pm 0.024 -	456.0 \pm 8.0 470.166 \pm 0.015 -	2,T
	B	5946986063671469824 -	173513.44 -	-484048.12 -	103.2027 \pm 0.0462 -	-8.658 \pm 0.050 -	501.749 \pm 0.032 -	
STF 2398 18428+5938 GJ 725	A	749-054798 2154880616774131840 -	184246.687 184246.704 -	+593749.43 +593749.41 -	- 283.8401 \pm 0.0220 -	-1326.9 \pm 2.5 -1311.679 \pm 0.027 -	1802.1 \pm 2.5 1792.325 \pm 0.026 -	1,O,P
	B	749-054799 2154880616774131712 -	184246.903 184246.895 -	+593736.65 +593736.72 -	- 283.8378 \pm 0.0287 -	-1393.2 \pm 2.5 -1400.264 \pm 0.039 -	1845.7 \pm 2.5 1862.525 \pm 0.033 -	
WIR 1 23317+1956 GJ 896	A	550-148507 2824770686019003904 -	233152.238 233152.174 -	+195614.04 +195614.13 -	- 159.6634 \pm 0.0341 -	554.4 \pm 8.0 578.009 \pm 0.035 -	-62.6 \pm 8.0 -59.769 \pm 0.023 -	1,O
	B	550-148508 2824770686019004032 J233152.73+195613.9	233152.636 233152.575 233152.735	+195613.89 +195614.01 +195613.94	- 159.9085 \pm 0.0513 -	-78.1 \pm 6.3 552.349 \pm 0.055 -	108.4 \pm 6.3 20.275 \pm 0.036 -	

*LPM 248 : L'angle de position est inversé dans la description de l'orbite

**LUH 16 AB : Bien que l'on trouve une valeur de parallaxe dans Simbad ($\varpi = 501.557 [0.082] 2018A\&A...618A.111L$) et HJ 4935 A (HD 156684, $\varpi = 146.29 [9.03] A 2007A\&A...474..653V$), la parallaxe et les mouvements propres ne sont pas indiqués dans Gaia-DR3 certainement à cause de la grande vitesse de déplacement de l'objet. La désignation dans le catalogue UCAC4 184-061368 ne doit pas être retenue puisqu'elle correspond à une étoile de magnitude $V=16,20\pm 0,01$ de très faible mouvement propre désignée dans Gaia-DR3 par 5353625847691839488 de parallaxe $\varpi = 0,1764 \pm 0,0374$ mas et de mouvements propres $\mu_{\alpha} \cos \delta = -4,984 \pm 0,036$ mas.an⁻¹ et $\mu_{\delta} = 1,002 \pm 0,036$ mas.an⁻¹.

Notes

1-Orbitale

2-Double physique

Code des notes du WDS

O: Orbite, brièvement décrite dans WDSNOT MEMO et répertoriée dans le catalogue des orbites.

P: Mouvements propres sur 100 ans en ascension droite et déclinaison

R: La ligne récapitulative indique les magnitudes en bandes Johnson R ou I, en rouge photographique, etc.

T: Statistiquement, la même parallaxe dans les marges d'erreur et un mouvement propre similaire ou une autre technique indiquent que cette paire est physique.

3. Observations

3.1. Le journal des observations

Le Tableau II donne les dates d'observation, les télescopes utilisés et leurs codes UAI, les filtres Bessel [24] et Sloan SDSS [25], les temps de pose choisis ainsi que le nombre de nuits et d'images obtenues.

Description du Tableau II

Col.1, Étoile (WDS Id.)

Col.2, Date des observations

Col.3, Seeing moyen en secondes de degré

Col.4, Classe et diamètre en mètre du télescope utilisé

Col.5, Nom de code UAI du télescope utilisé

Col 4,5,6,7 & 8, Nombre d'images et temps de pose en seconde pour les filtres Bessel en bandes B et V et Sloan SDSS en bandes g', r' et i'

Tableau II- Journal des observations

étoile	Date	Seeing "	Classe diam. m	Code tél.	B		V		g'		r'		i'	
					n _{im.}	t _s	n _{im.}	t _s	n _{im.}	t _s	n _{im.}	t _s	n _{im.}	t _s
LPM 248	17/02/2025	1,7	T 0,355	W89	1	10,00	1	4,00	1	4,00	1	3,00	1	2,00
	21/02/2025	1,8			1	20,00	1	8,00	1	8,00	1	6,00	1	4,00
	23/02/2025	1,9		L09	1	20,00	1	8,00	1	8,00	1	6,00	1	4,00
LUH 16	29/01/2026	2,2	T 2,000	E10	0	-	0	-	0	-	0	-	10	70,00
	30/01/2026	1,5			0	-	0	-	0	-	0	-	1	80,00
SHJ 243	07/08/2025	2,0	T 0,355	W89	2	0,10	2	0,10	0	-	0	-	0	-
	08/08/2025	2,8		W79	2	0,10	2	0,10	0	-	0	-	0	-
HJ 4935	07/08/2025	3,1	T 0,355	W89	2	0,40	2	0,40	0	-	0	-	0	-
	08/08/2025	3,0		W79	2	0,40	2	0,40	0	-	0	-	0	-
	05/09/2025	2,3		L09	1	0,20	1	0,20	0	-	0	-	0	-
	07/09/2025	3,2			2	0,20	2	0,20	0	-	0	-	0	-
BSO 13	27/04/2025	2,6	T 0,355	W79	0	-	20	0,23	0	-	0	-	0	-
	05/07/2025	3,2			1	0,20	1	0,20	0	-	0	-	0	-
SKF 104	03/07/2025	2,4	T 0,355	W89	2	5,00	2	5,00	0	-	0	-	0	-
	05/07/2025	3,4	T 0,355	W79	2	6,00	2	6,00	0	-	0	-	0	-
STF 2398	30/06/2025	2,0	T 0,355	T04	2	3,00	2	3,00	0	-	0	-	0	-
	01/07/2025	3,3	T 0,355	T03	2	2,00	2	2,00	0	-	0	-	0	-
	02/07/2025	2,5			2	2,00	2	2,00	0	-	0	-	0	-
	03/07/2025	2,7	T 0,355	T04	2	2,00	2	2,00	0	-	0	-	0	-
WIR 1	05/09/2025	2,3	T 0,355	T04	1	6,00	1	6,00	0	-	0	-	0	-
	06/09/2025	1,9			1	6,00	1	6,00	0	-	0	-	0	-
	07/09/2025	1,6			1	6,00	1	6,00	0	-	0	-	0	-

3.2. Aperçu des étoiles observées (par ordre croissant d'éloignement au Soleil)

Dans tout ce qui suit les données relatives à la distance, les mouvements propres, les spectres, et les masses sont fournies par Gonzales-Payo et al. 2026 [45].

3.2.1. LUH 16, WISE J104915.57-531906.1, WDS10493-5319

Cette paire est constituée d'un couple de naines brunes (L7,5D+T0,5D), de masses respectives $0,0338 M_{\odot} \pm 0,0002$ et $0,0281 M_{\odot} \pm 0,0002$, situé à 1,99 pc ce qui en fait le troisième objet par ordre d'éloignement au Soleil découvert il y a seulement 13 ans (Luhman K, 2013) [8]. L'objet a un très grand mouvement propre ($\mu_{\alpha} \cos \delta = -2759,500 \text{ mas.an}^{-1}$ et $\mu_{\delta} = 356.860 \text{ mas.an}^{-1}$, on le retrouve sur une plaque photographique (émulsion IV-N, filtre RG715, bande Ipg, voir la Figure 1), pose de 90s du Deep Sky Survey [16] obtenue le 19 avril 1978 avec le télescope T 1,24m UK Schmidt [27] ouvert à 2,5 situé à Siding Spring (Australie). La Figure 4 montre cette image avec les positions de LUH 16 en 1978, 2020 et 2026.

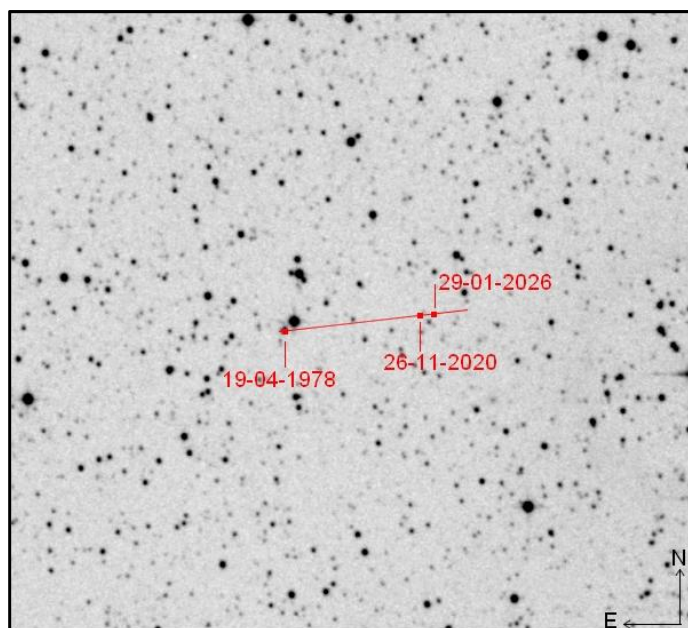


Fig.4- Le déplacement de LUH 16 entre 1978 et 2026 (image de fond : T 1,24m UK Schmidt, champ 10'x10' de 1978)

J'ai observé LUH 16 les 29 (10 images) et 30 janvier 2026 (1 image). La Figure 5 montre une de mes images numériques (CCD, filtre SDSS i', voir la Figure 2), pose 70s au T 2,0m E10 situé à Siding Spring le 29 janvier 2026

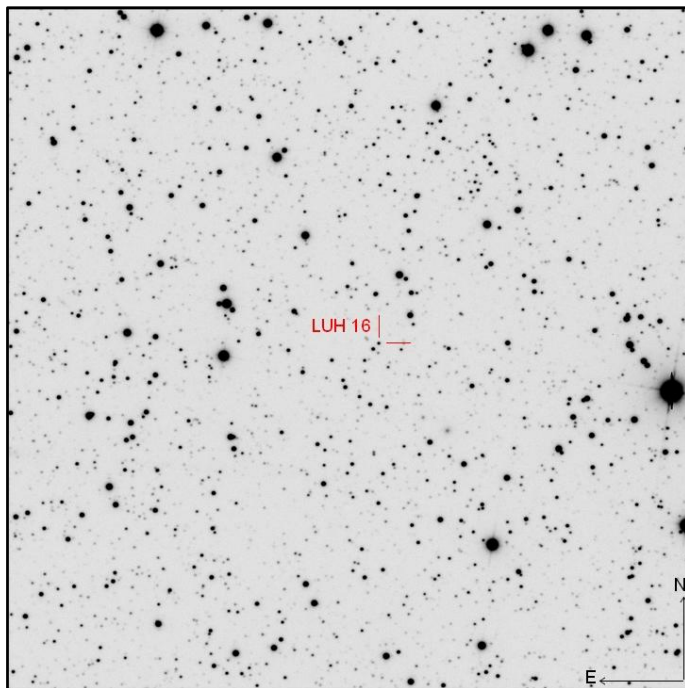


Fig.5- Une de mes images de LUH 16 le 29 janvier 2026, T 2,0m E10, filtre SDSS i', 70s (champ 9'x9')

La figure 6 présente le déplacement entre le 26 novembre 2020 et le 29 janvier 2026 par rapport aux étoiles du champ. L'extrait de gauche de cette figure provient d'une image acquise le 26 novembre 2020 avec le télescope T2,0m E10 (observatoire de Siding Spring) équipé de l'ancienne caméra CCD « spectral » et d'un filtre Bessel I (Figure 3), pose de 70s. L'extrait de droite de la figure 6 provient d'une image acquise le 29 janvier 2026 avec le même télescope mais équipé du système imageur MuSCAT4 et du filtre SDSS i', pose de 70s. L'ensemble met bien en évidence le déplacement de LUH entre ces deux dates par rapport aux étoiles du champ ainsi que la diminution de la séparation du couple.

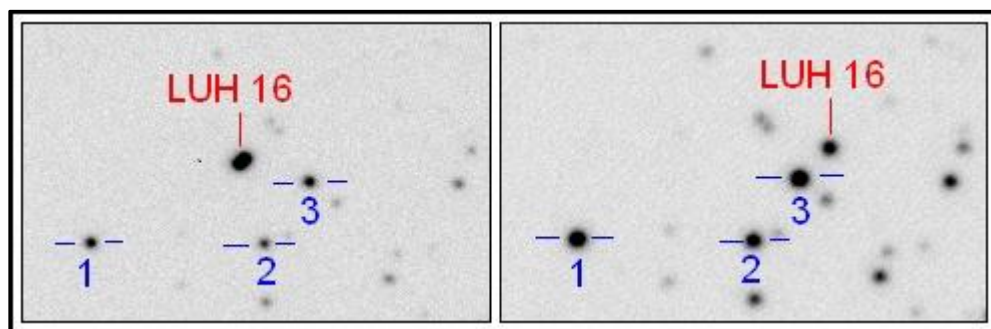


Fig.6- Déplacement de LUH 16 sur deux extraits d'images (champ 45"x70", orientation Nord est en haut et Est à gauche) entre 2020 (bande I) et 2026 (bande i')

3.2.2. STF 2398AB, BD+59 1915, WDS18428+5938

Ce couple situé à 3,52 pc du Soleil est constitué de 2 naines rouges (M3,0V+M3,5V) de masses respectives $0,3360 M_{\odot} \pm 0,0120$ et $0,2660 M_{\odot} \pm 0,0120$, sa composante primaire A (HD 173739) de mouvement propre ($\mu_{\alpha} \cos \delta = -1311,680$ mas.an-1 et $\mu_{\delta} = 1792,320$ mas.an-1) possède une exoplanète (HD 173739b=GI 725Ab) potentiellement de type super-Terre (Cortés-Zuleta et al., 2025) [28]. Sa composante secondaire B (HD 173740) de mouvement propre ($\mu_{\alpha} \cos \delta = -1400,260$ mas.an-1 et $\mu_{\delta} = 1862,530$ mas.an-1) possède une exoplanète confirmée (GI 725 Bc) et une candidate exoplanète GI 725 Bb (Ould-Elhkim et al., 2026) [29].

Les Figures 7 à 14 qui suivent sont la superposition de mes images des couples étudiés en 2025 avec la carte du champ observé par Gaia en 2016, les petites flèches grisées étant les mouvements propres des étoiles du champ mesurés par Gaia.

Les Tableaux III à IX contiennent des extraits de SIMBAD qui donnent les identifications des composantes (étoiles et exoplanètes) des couples étudiés.

Description des Tableaux III à IX

Col.1, Composante du couple étudié

Col.2, Identifiant de l'objet

Col.3, Distance de l'objet à la composante principale en secondes de degré

Col.4, Type d'objet (PI : planète, PM* mouvement propre important, ** étoile double)

Col.5, Ascension droite α à l'équinoxe J2000,0

Col.6, Déclinaison δ à l'équinoxe J2000,0

Col.7, Magnitude en bande B

Col.8, Magnitude en bande V

Col.9 Type spectral et classe de luminosité

Tableau III- Extrait des données SIMBAD pour les composantes du couple STF 2398AB

Comp	Id	d	Otype	ICRS (J2000)	ICRS (J2000)	B	V	Sp
STF 2398		"		α	δ			
	HD 173739b	0	PI	18 42 46,704	+59 37 49,41			
A	HD 173739	0	PM*	18 42 46,704	+59 37 49,41	10,43	8,93	M3V
B	HD 173740	12,77	PM*	18 42 46,895	+59 37 36,72	11,32	9,78	M3,5V
	GJ 725 Bc	12,77	PI?	18 42 46,895	+59 37 36,72			
	GJ 725 Bb	12,77	PI?	18 42 46,895	+59 37 36,72			

J'ai observé STF 2398AB le 30 juin et les 1^{er}, 2 et 3 juillet 2025 (16 images) avec les télescopes T 0,355m T03 et T04 situés à l'Haleakala. La figure 7 montre un extrait d'une de mes images obtenue le 30 juin 2025 (CMOS, filtre BESSEL B), pose 3s au télescope T 0,355m T04. Sur cet extrait la comparaison entre les positions fournies par Gaia-DR3 en 2016 (en rouge) et celles que j'ai observées en 2025 (en bleu), montre clairement le déplacement des composantes du couple en accord avec les mouvements propres fournis par Gaia-DR3 (traits orientés Nord-Ouest), l'augmentation de l'angle de position (compté positivement dans le sens Nord vers Est) est également perceptible.

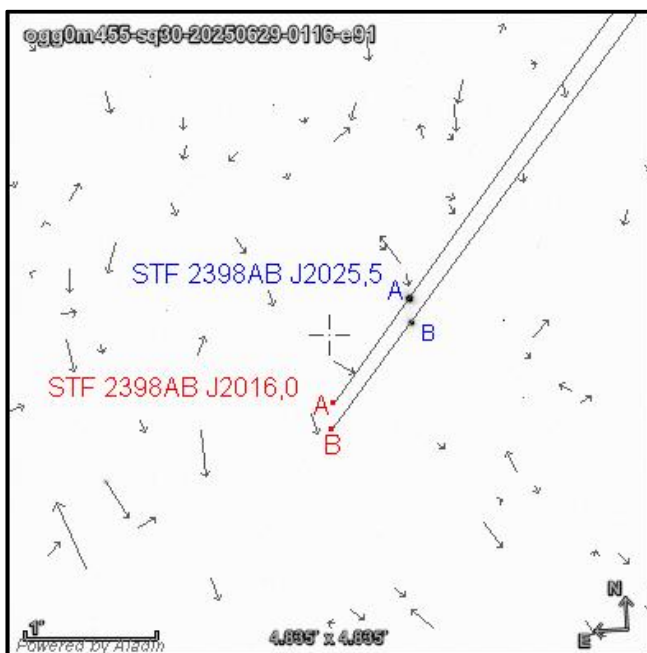


Fig.7- Déplacement de STF 2398AB sur un extrait d'une image en bande B du 30 juin 2025 à l'Haleakala entre 2016 et 2025 (champ 5'x5')

3.2.3. SHJ 243AB, 36 Oph, WDS14153-2636

Cette paire située à 5,95 pc du Soleil est constituée de 2 naines oranges (K2V+K2V) de masses respectives $0,8600 M_{\odot} \pm 0,1060$ et $0,8700 M_{\odot} \pm 0,1050$.

Les deux composantes A (mouvement propre $\mu\alpha.\cos\delta=-465,860$ mas.an⁻¹ et $\mu\delta=-1141,170$ mas.an⁻¹) et B (mouvement propre $\mu\alpha.\cos\delta=-498,600$ mas.an⁻¹ et $\mu\delta=-1149,160$ mas.an⁻¹) sont parfaitement identifiées dans le catalogue Gaia-DR3 et bien séparées sur mes images (voir un extrait figure 8). Il n'y a pas d'exoplanète détectée.

Tableau IV- Extrait des données SIMBAD pour les composantes du couple SHJ 243AB

Comp SHJ 243	Id	d "	Otype	ICRS (J2000)		B	V	Sp
				α	δ			
A	36 Oph A	0,00	PM*	17 15 20,784	-26 36 06,12	5,93	5,08	K2V
B	36 Oph B	4,86	PM*	17 15 20,984	-26 36 10,17	5,88	5,03	K1V

La comparaison entre les positions fournies par Gaia-DR3 en 2016 (en rouge) et celles que j'ai observées en 2025 (en bleu) montre clairement le déplacement des composantes du couple avec cependant un léger décalage par rapport aux mouvements propres fournis par Gaia-DR3 (traits orientés Sud-Ouest).

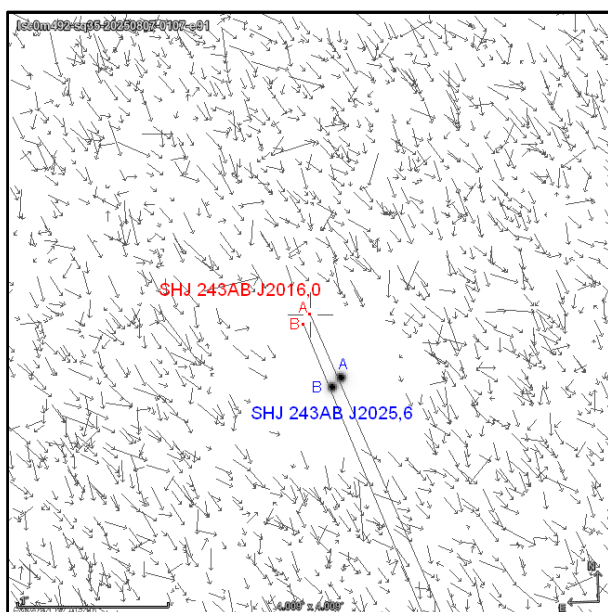


Fig.8- Déplacement de SHJ 243AB sur un extrait d'une image en bande V du 8 août 2025 au Cerro Tololo entre 2016 et 2025 (champ 4'x4')

On remarque bien le trou autour de SHJ 43AB montrant probablement l'éblouissement de Gaia qui ne perçoit pas d'étoiles de fond à proximité d'une étoile brillante.

3.2.4. WIR 1AB, BD+19 5116, WDS23317+1956

Le couple WIR 1AB dont la composante A (mouvement propre $\mu\alpha.\cos\delta=-578,010$ mas.an⁻¹ et $\mu\delta=-59,770$ mas.an⁻¹), située à 6,26 pc et la composante B (mouvement propre $\mu\alpha.\cos\delta = -552,350$ mas.an⁻¹ et $\mu\delta = 20,270$ mas.an⁻¹), située à 6,25 pc est constitué de 2 naines rouges (M3,5V+M4,5V) de masses respectives $0,3860 M_{\odot} \pm 0,0120$ et $0,2530 M_{\odot} \pm 0,0090$. Le mouvement propre important du couple est bien visible entre l'image du DSS-Gaia-DR3 (2016) et mon image du 7 septembre 2025 (figure 9). Les deux étoiles à environ 33" (TYC 1723-143-1) et environ 34" (GSC 01723-0061) situées au nord de WR1 forment respectivement avec la composante principale A de WIR 1 les couples LMP 24AC et LMP 24AD. Ces deux dernières paires sont optiques (composantes C à plus de 3300 pc et D à plus de 660 pc). La composante principale A de WIR 1AB est susceptible d'abriter une exoplanète GJ 896 Ab [30].

Tableau V- Extrait des données SIMBAD pour les composantes du couple WIR 1AB

Comp WIR 1	Id	d "	Otype	ICRS (J2000)		B	V	Sp
				α	δ			
A	BD+19 5116A	0,00	PM*	23 31 52,174	+19 56 14,13	11,81	10,35	M3,5Ve
	GJ 896 Ab	0,00	PI?	23 31 52,174	+19 56 14,13			
B	BD+19 5116B	5,66	PM*	23 31 52,575	+19 56 14,01	14,8		M4,0Ve

Sur cet extrait la comparaison entre les positions fournies par Gaia-DR3 en 2016 (en rouge) et celles que j'ai observées en 2025 (en bleu), montre clairement le déplacement des composantes du couple en accord avec les mouvements propres fournis par Gaia-DR3 (traits orientés Est), la diminution de l'angle de position (compté positivement dans le sens Nord vers Est) est également perceptible.

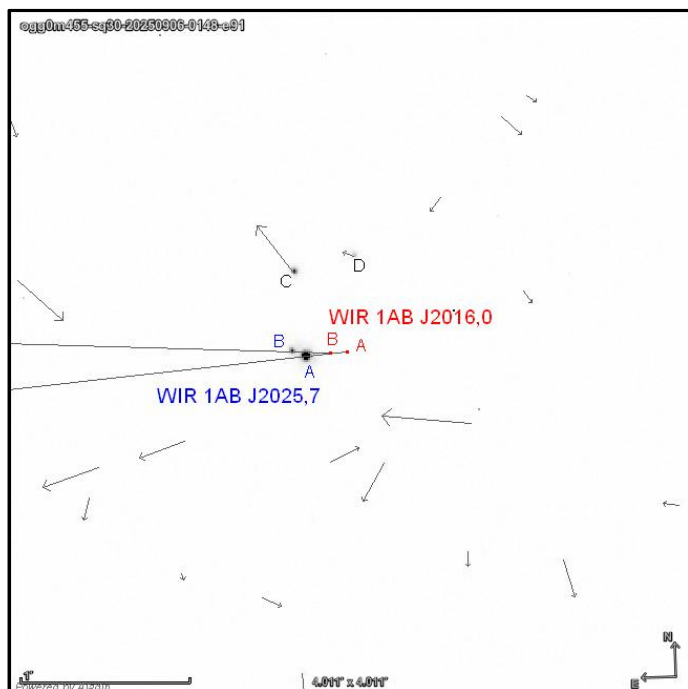


Fig.9- Déplacement de WIR 1AB sur un extrait d'une image en bande V du 7 septembre 2025 à l'Haleakala entre 2016 et 2025 (champ 4x4')

3.2.5. HJ 4935AC, WDS17190-3459

La paire HJ 4935AC est constituée d'une naine orange de spectre K3V (HD 15638A) et d'une naine rouge de spectre M1,5V (HD 15638C) de masses respectives $0,6930 M_{\odot} \pm 0,0690$ et $0,3260 M_{\odot} \pm 0,0100$. La composante A (mouvement propre $\mu_{\alpha} \cos \delta = 1131,520 \text{ mas.an}^{-1}$ et $\mu_{\delta} = -215,570 \text{ mas.an}^{-1}$) est située à 7,24 pc. La composante C a le même mouvement propre et la même distance de 7,24 pc. Dans ALADIN le catalogue Gaia-DR3 n'identifie que la composante C du couple tandis que le catalogue UCAC4 montre les deux composantes A et C (figure 10).

Tableau VI- Extrait des données SIMBAD pour les composantes du couple HJ 4935AC

Comp	Id	d	Otype	ICRS (J2000)	ICRS (J2000)	B	V	Sp
HJ 4935		"		α	δ			
A	HD 156384A	0,00	*	17 18 56,415	-34 59 22,48	7,52	6,37	K3
B	HD 156384B	2,08	*	17 18 56,247	-34 59 22,24	8,82	7,38	K4
	HD 156384Ch	39,52	PI?	17 18 58,827	-34 59 48,61			
	HD 156384Cd	39,52	PI?	17 18 58,827	-34 59 48,61			
	HD 156384Ce	39,52	PI	17 18 58,827	-34 59 48,61			
	HD 156384Cb	39,52	PI	17 18 58,827	-34 59 48,61			
	HD 156384Cc	39,52	PI	17 18 58,827	-34 59 48,61			
	HD 156384Cg	39,52	PI	17 18 58,827	-34 59 48,61			
C	HD 156384C	39,52	PM*	17 18 58,827	-34 59 48,61	11,79	10,22	M1.5V
	HD 156384Cf	39,52	PI	17 18 58,827	-34 59 48,61			

La figure 10 montre un extrait d'une de mes images en bande V du 7 septembre 2025 à Sutherland avec à gauche les positions et les mouvements propres des deux composantes A et C (traits orientés vers l'Est) donnés par le catalogue UCAC4 et à droite la position et le mouvement propre de la composante C orienté vers l'Est du catalogue Gaia-DR3. En outre cette composante C (GJ 667C) possède un important système planétaire contenant pas moins de 5 exoplanètes confirmées et 2 exoplanètes candidates.

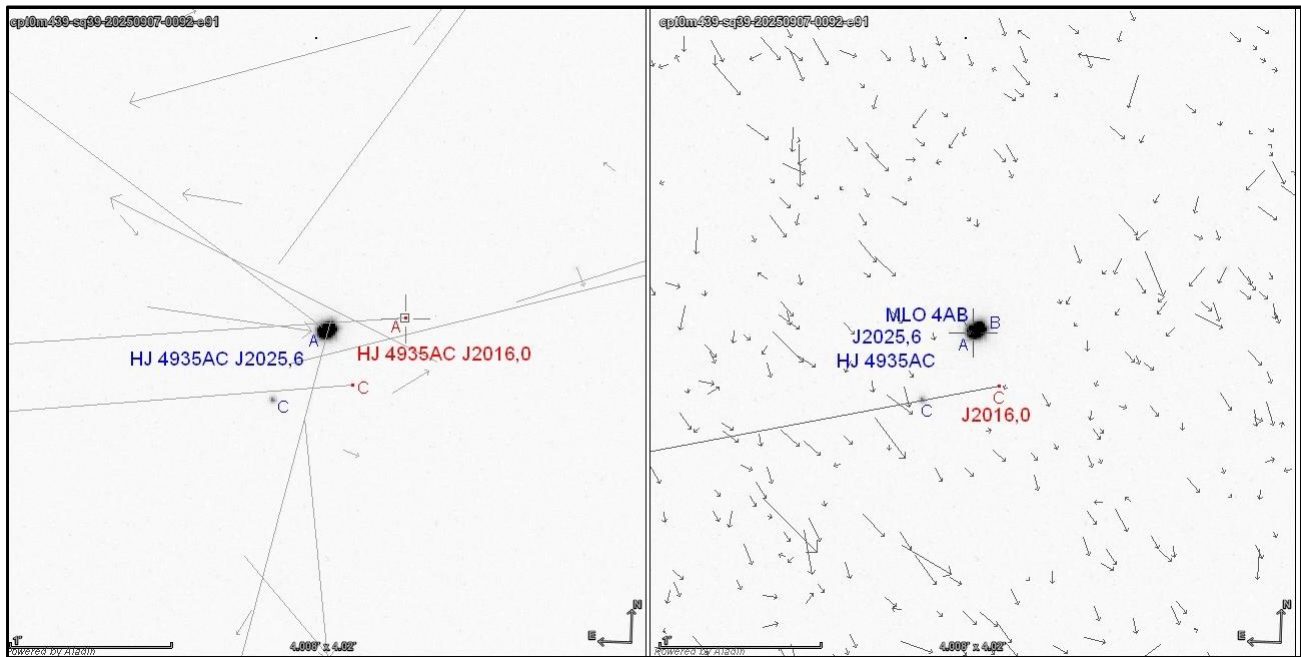


Fig.10- Les couples HJ 4935AC et MLO 4AB sur extrait d'une de mes images du 7 septembre 2025 en bande V à Sutherland montrant le déplacement de la composante C entre 2016 et 2025 ainsi que le couple MLO 4AB partiellement résolu (champ 4'x4').

HJ 4935 AC est superposée à gauche avec la carte des positions et mouvements propres du catalogue UCAC4 et à droite avec celle fournie par Gaia DR3 sur laquelle manque la composante A (MLO 4AB) non mesurée par Gaia.

Remarques :

Le mouvement propre plus précis décrit par le catalogue Gaia-DR3 coïncide avec la position de la composante C sur mon image, celui donné par le catalogue UCAC4 diffère légèrement.

Sur mes images la composante A n'est pas ronde, elle présente un léger allongement visible sur la figure 10. Une mesure sur la meilleure image en bande V du 7 septembre 2025 (télescope T 0,355m L09 à Sutherland) avec le logiciel SURFACE dans REDUC donne $\theta \approx 300,3^\circ$ et $\rho \approx 1,89''$. Il s'agit du couple orbital MLO 4AB de grade 1 (HD 15638A et HD 15638B de type spectral K5V et de masse $0,5570 M_\odot \pm 0,0560$), malheureusement la résolution de $0,744''$.pix-1 de mon image ne permet pas une mesure très précise des coordonnées polaires θ et ρ de ce couple. Les deux composantes A et B de MLO 4AB ont le même mouvement propre et sont situées à la même distance de 7,24 pc.

3.2.6. LPM 248, CD-44 3045, WDS06579-4417

Ce système stellaire binaire dont la composante A (mouvement propre $\mu_\alpha \cos \delta = -1118,07 \text{ mas.an}^{-1}$ et $\mu_\delta = -48,93 \text{ mas.an}^{-1}$), située à 8,03 pc et la composante B (mouvement propre $\mu_\alpha \cos \delta = -1172,19 \text{ mas.an}^{-1}$ et $\mu_\delta = -125,37 \text{ mas.an}^{-1}$), située à 8,04 pc est formé de 2 naines rouges de spectres M3,0V et M3,0V respectivement de masses $0,2690 M_\odot \pm 0,0100$ et $0,2660 M_\odot \pm 0,0100$. La figure 11 présente un extrait d'une de mes images en bande SDSS r' du 17 février 2025 au Cerro Tololo. Sur cet extrait la comparaison entre les positions fournies par Gaia-DR3 en 2016 (en rouge) et celles que j'ai observées en 2025 (en bleu), montre clairement le déplacement des composantes du couple en accord avec les mouvements propres fournis par Gaia-DR3 (traits orientés Ouest), l'évolution de l'angle de position (compté positivement dans le sens Nord vers Est) est nettement visible.

Tableau VII- Extrait des données SIMBAD pour les composantes du couple LPM 248AB

Comp LPM 248	Id	d ''	Otype	ICRS (J2000) α	ICRS (J2000) δ	B	V	Sp
A	CD-443045A	0,00	PM*	06 57 46.625	-44 17 28,24	13,04	11,48	M3V
B	CD-443045B	1,38	PM*	06 57 46.500	-44 17 28,94	13,81	11,29	M3

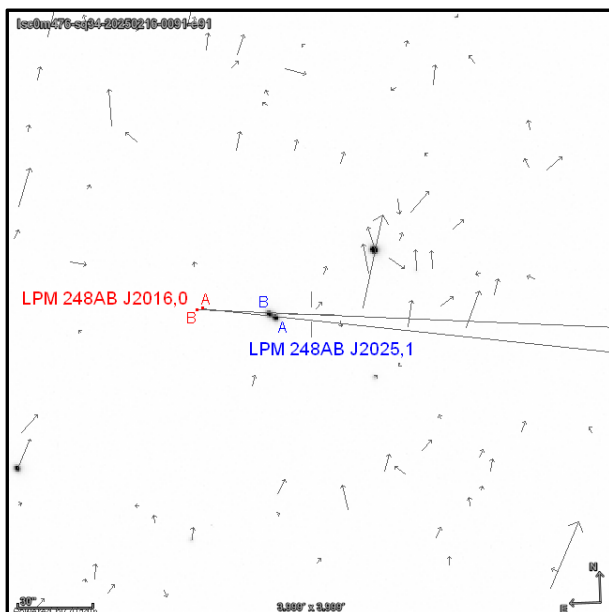


Fig.11- Déplacement de LPM 248AB sur un extrait d'une image en bande SDSS r' du 17 février 2025 au Cerro Tololo entre 2016 et 2025 (champ 4'x4').

3.2.7. BSO 13AB, 41 Ara, WDS17191-4638

L'étoile 41 Ara est une binaire orbitale nommée BSO 13AB au WDS. La composante A (mouvement propre $\mu\alpha.\cos\delta=1029,610$ mas.an⁻¹ et $\mu\delta=106,930$ mas.an⁻¹) est située à 8,79 pc et la composante B (mouvement propre $\mu\alpha.\cos\delta=952,040$ mas.an⁻¹ et $\mu\delta=138,380$ mas.an⁻¹) est située à 8,83 pc. Le couple BSO 13AB est constitué d'une naine jaune et d'une naine rouge (G8V+M0,0V) de masses respectives $0,9300 M_{\odot} \pm 0,1180$ et $0,6000 M_{\odot} \pm 0,0600$. Le spectre de la naine rouge est atypique et présente des particularités avec des raies CaI et CaII très faibles ainsi que le triplet Cr faible [31]. Gonzales-Payo et al., 2026 signale un compagnon de la composante B de type spectral M2,5V et de masse $0,4100 M_{\odot} \pm 0,0400$ [45].

La figure 12 présente la position des composantes du couple BSO 13AB dans un extrait d'une de mes images en bande V pose 0,2s du 27 avril 2025 au Cerro Tololo.

Tableau VIII- Extrait des données SIMBAD pour les composantes du couple BSO 13AB

Comp BSO 13	Id	d ''	Otype	ICRS (J2000) α	ICRS (J2000) δ	B	V	Sp
A	* 41 Ara	0,00	PM*	17 19 03.838	-46 38 10,44	6,28	5,48	G9V
B	* 41 AraB	9,34	PM*	17 19 02.969	-46 38 13,11	10,10	8,69	M0VpCa-3Cr-1

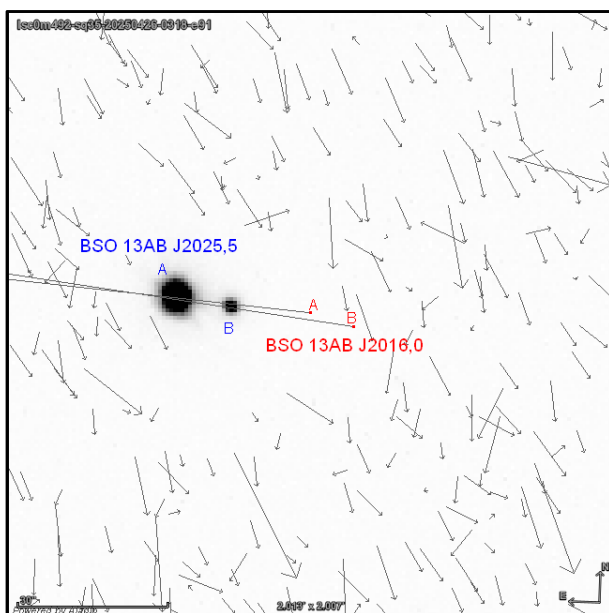


Fig.12- Déplacement de BSO 13 AB sur un extrait d'une image en bande V du 27 avril 2025 au Cerro Tololo entre 2016 et 2025 (champ 4'x4').

3.2.8. SKF 104, CD-48 11837, WDS17352-4841

La composante A de SKF 104 (mouvement propre $\mu\alpha.\cos\delta=74,070 \text{ mas.an}^{-1}$ et $\mu\delta=470,170 \text{ mas.an}^{-1}$) est située à 9,68 pc, la composante B (mouvement propre $\mu\alpha.\cos\delta=-8,660 \text{ mas.an}^{-1}$ et $\mu\delta=501,750 \text{ mas.an}^{-1}$) est située à 9,69 pc. Ce couple est constitué de deux naines rouges (M1,5V+M3,0V) de masses respectives $0,4560 M_{\odot} \pm 0,0200$ et $0,1990 M_{\odot} \pm 0,0080$. La composante principale possède une exoplanète GJ 680 b [32].

Tableau IX- Extrait des données SIMBAD pour les composantes du couple SKF 104AB

Comp SKF 104	Id	d "	Otype	ICRS (J2000) α	ICRS (J2000) δ	B	V	Sp
A	CD-48 11837	0.00	PM*	17 35 13.617	-48 40 51.12	11,673	10,127	M1,5V
	GJ 680 b	0.030	PI	17 35 13.617	-48 40 51.12			
B	CD-48 11837B	3.467	PM*	17 35 13.441	-48 40 48.12			M3V

Le déplacement de SKF 104 est bien visible (figure 13) par rapport à l'étoile de référence à faible mouvement propre (en bleu) entre une image du DSS du 17 juin 1998 avec le télescope UK Schmidt [27], plaque photographique IIIaE et filtre OG590 (le couple SKF 104 n'est pas résolu) et une de mes images en bande V du 3 juillet 2025 avec le télescope W89 au Cerro Tololo. La figure 14 montre un extrait de cette dernière image permettant la comparaison entre les positions fournies par Gaia-DR3 en 2016 (en rouge) et celles que j'ai observées en 2025 (en bleu), on voit clairement le déplacement des composantes du couple en accord avec les mouvements propres fournis par Gaia-DR3 (traits orientés vers le Nord).

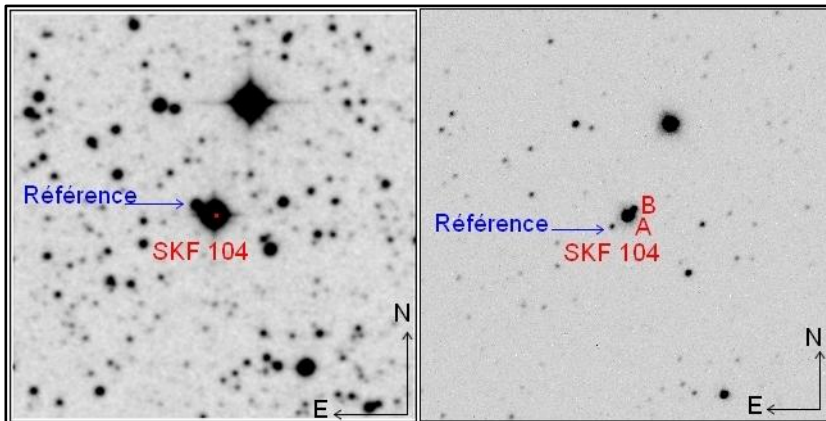


Fig.13- SKF 104 sur une image du DSS en 1998 à gauche et un extrait d'une de mes images en 2025 à droite (le champ des deux extraits est de 4'x4').

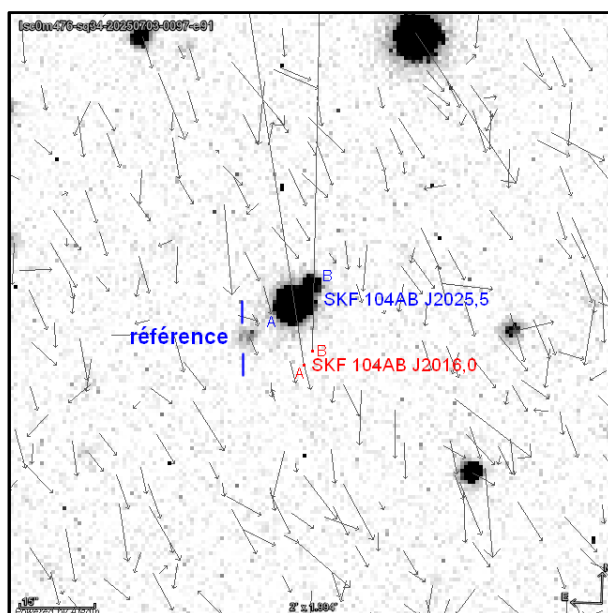


Fig.14- Déplacement de SKF 104AB sur un extrait d'une image en bande V du 3 juillet 2025 au Cerro Tololo entre 2016 et 2025 (champ 2'x2').

4. Astrométrie et photométrie

4.1. Mesures, utilisation des logiciels REDUC et ASTROMETRICA

J'utilise le logiciel REDUC [18] pour déterminer les coordonnées polaires θ et ρ et le logiciel ASTROMETRICA [19] pour déterminer les coordonnées équatoriales α and δ ainsi que les magnitudes en bandes Johnson-Cousins B et V [24] et SDSS g' and i' [25]. L'astrométrie a été faite avec ASTROMETRICA suivant la procédure qui consiste à pointer-cliquer sur les composantes ce qui donne les coordonnées équatoriales α et δ et les erreurs en α et en δ en seconde de degré, l'erreur en α étant convertie en seconde temps avec la relation $t(s)=a(")/15 \cos\delta$. La mesure de l'angle de position θ et de la séparation ρ a été réalisée en suivant la procédure de mesure dans REDUC [33]. Les valeurs de θ et ρ sont obtenues en faisant la moyenne des mesures. Les erreurs en θ et ρ sont les écarts-type des mesures.

Le tableau X présente mes mesures des coordonnées équatoriales et polaires, les magnitudes et les différences de magnitudes en bande V des composantes.

Description du Tableau X

Col.1, Désignation et identifiant dans le catalogue WDS

Col.2, Composante

Col.3, Date julienne des observations

Col.4, Nombre de nuits

Col.5, Nombre d'images

Col.6, Code UAI du télescope

Col.7, Ascension droite α à la date des observations & erreur standard en seconde

Col.8, Déclinaison δ à la date des observations & erreur standard en seconde de degré

Col.9, Angle de position & erreur standard en degré

Col.10, Séparation angulaire & erreur standard en seconde de degré

Col.11, Magnitude en bande g' & erreur standard

Col.12, Magnitude en bande i' & erreur standard

Col.13, Magnitude en bande B & erreur standard

Col.14, Magnitude en bande V & erreur standard

Col.15, Différence de magnitude en bande V des composantes

Tableau X- Mesures astrométriques et photométriques des composantes des couples étudiés

nom WDS ID	Comp.	Date	n	N _{ima}	Code	α ±	δ ±	θ ±	ρ ±	g' ±	i' ±	B ±	V ±	Δm ±
LPM 248* 06579-4417	A	2025.138	3	15	L09 W89	065743.85 0.01	-441730.6 0.1	58.48 0.39	2.920 0.028	12.413 0.008	9.656 0.004	13.19 0.01	11.58 0.01	0.04 0.01
	B					065743.92 0.01	-441730.1 0.1	-	-	12.445 0.009	9.689 0.003	13.21 0.01	11.62 0.01	
LUH 16**	A	2026.079	1	10	E10	104910.730 0.03	-531901.09 0.4	-	-		16.937 0.165			
	B													
SHJ 243AB 17153-2636	A	2025.601	2	7	W89	171519.835 0.01	-263635.90 0.15	137.32 0.40	5.145 0.011			5.10 0.30	4.20 0.32	0.00 0.45
	B					171520.055 0.01	-263639.13 0.15					5.10 0.30	4.20 0.32	
HJ 4935AC 17190-3459	A	2025.601	2	8	W79 W89	171859.538 0.01	-345928.28 0.13	142.32 0.20	32.471 0.065			6.40 0.29	5.40 0.32	4.60 0.45
	C					171901.165 0.01	-345954.13 0.13					11.75 0.29	10.00 0.32	
BSO 13AB 17191-4638	A	2025.507	1	2	W79	171906.39 0.03	-463807.8 0.25	260.77 0.18	11.072 0.035			5.10 0.17	4.30 0.30	3.40 0.42
	B					171905.36 0.03	-463809.6 0.25					9.10 0.17	7.70 0.30	
SKF 104 17352-4841	A	2025.509	2	7	W89	173513..80 0.02	-484039.2 0.17	314.14 0.59	5.390 0.074			11.75 0.25	10.25 0.23	2.90 0.33
	B					173513..46 0.02	-484035.7 0.17					15.00 0.25	13.15 0.23	
STF 2398AB 18428+5938	A	2025.501	4	16	T03 T04	184242.30 0.01	+593835.5 0.09	184.38 0.67	10.865 0.095			9.85 0.24	8.40 0.22	0.90 0.31
	B					184242.19 0.01	+593824.7 0.09					10.68 0.24	9.30 0.22	
WIR 1AB 23317+1956	A	2025.683	3	6	T04	233153.25 0.01	+195612.7 0.11	68.67 0.25	5.205 0.050			11.87 0.15	10.30 0.09	1.87 0.13
	B					233153.53 0.01	+195614.47 0.11					13.80 0.15	12.17 0.09	

*Les mesures de magnitudes de LPM 248 ne sont pas possibles avec le logiciel ASTROMETRICA

**La résolution (~1") du télescope T2,0m E10 [36] ne permet pas de séparer les deux composantes

Cas de LPM 248

La mesure de la magnitude de chaque composante de LPM 248 n'est pas possible avec le logiciel ASTROMETRICA [19], en effet les deux composantes sont trop proches et leurs flux lumineux respectifs se mélangent comme le montre la figure 15. Par contre il est possible de mesurer leurs coordonnées équatoriales α et δ à la date des observations (Tableau X).

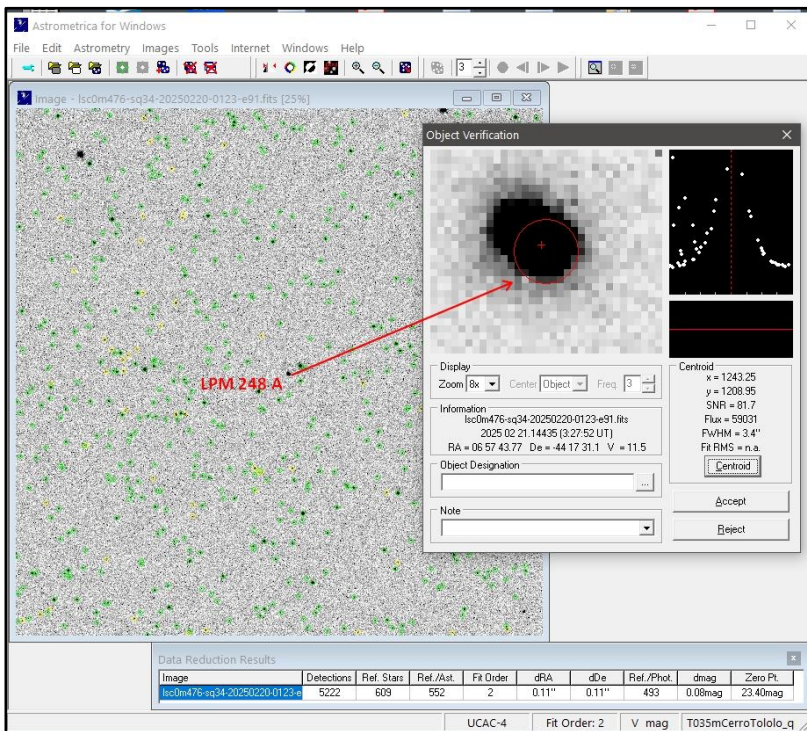


Fig.15- Image de la binaire LPM 248 partiellement résolue ouverte dans Astrometrica

Les magnitudes en bandes SDSS g' et i' et Johnson-Cousins B et V des composantes de LPM 248 qui figurent au Tableau X proviennent du catalogue Gaia-DR3 Part 6 Synthetic Photometry [34] qui génère les magnitudes en différentes bandes à partir des flux lumineux enregistrés par le satellite. L'erreur sur la magnitude est calculée à partir de l'erreur sur le flux selon la formule :

$$e_{mag} = 2,5 / \ln(10) \times e_{flux}/flux \text{ soit } e_{mag} = 1,0857362048 \times e_{flux}/flux$$

Le logiciel REDUC [18] qui intègre le logiciel SURFACE (mis au point par Morlet et Salaman en langage C à partir de l'algorithme développé par Bacchus, très performant dans le cas de couples serrés dont la lumière est mélangée) [35] permet de déterminer les coordonnées polaires θ et ρ de ce couple qui figurent dans le Tableau X.

Cas de LUH 16

J'ai observé LUH 16 au cours de deux nuits, les 29 et 31 janvier 2026. Je n'ai utilisé que les 10 images en bande SDSS i' du 29 janvier 2026, car celles du 31 janvier sont malheureusement de très mauvaise qualité.

Dans mon article publié en 2021 [7] j'ai calculé le mouvement propre total de l'objet qui est d'environ 2,8" par an. J'ai également retenu les positions sur le ciel de LUH 16 en avril 1978 et en novembre 2020. À partir de ces informations et en supposant le mouvement propre total rectiligne, je peux calculer la position de la cible à la date de l'observation du 29 janvier 2026 ce qui me permet de retrouver LUH 16 parmi les étoiles du champ à cette date (figure 4).

La figure 16 montre un extrait d'une image de LUH 16 le 26 janvier 2026 en bande SDSS i' avec le télescope T2,0m E10 (Faulkes Telescope South) [22] à l'observatoire de Siding Spring.

La paire LUH 16 est vue comme une étoile simple, ce qui signifie que les deux composantes de cette paire se sont rapprochées depuis les observations de 2020 et que leur séparation angulaire est désormais inférieure à la limite de résolution du télescope FTS dans sa configuration optique [22] évaluée à environ 1" (Debackère, 2024) [36].

Je ne peux donc pas mesurer les coordonnées polaires θ et ρ ainsi que les magnitudes de chaque composante. L'observation en 2026 concerne le photocentre du système dont je mesure les coordonnées équatoriales α et δ à la

date Julienne des observations et la magnitude globale en bande SDSS i' en utilisant le logiciel ASTROMETRICA et le catalogue ATLAS2 [37] sur les 10 images obtenues le 29 janvier 2026. Ces résultats figurent dans le Tableau X.

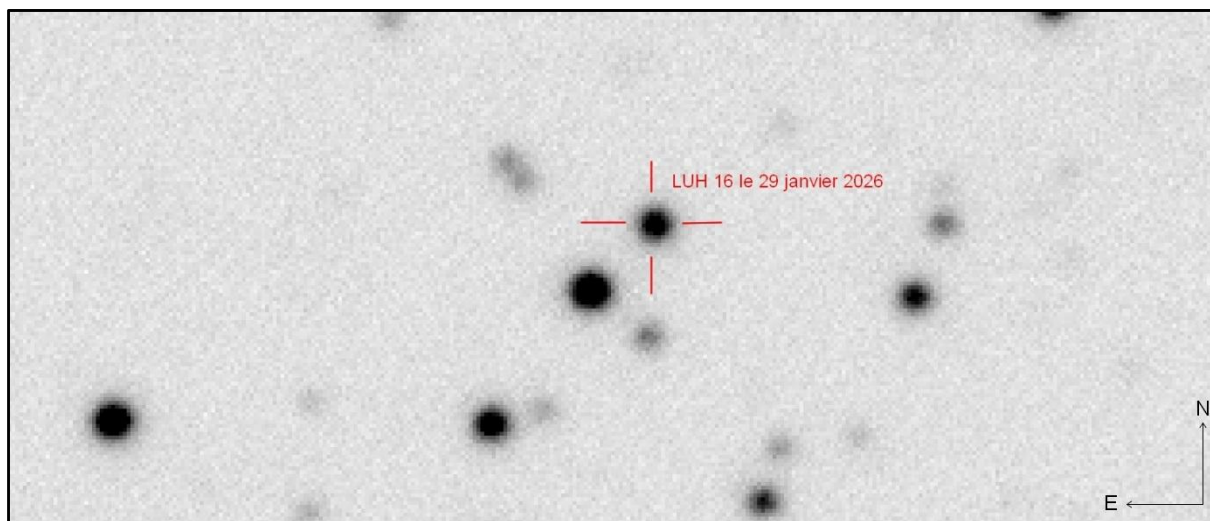


Fig.16- LUH 16 à la position prévue par le calcul mais vue comme une étoile simple sur un extrait d'une image du 29 janvier 2026 avec le FTS à Siding Spring en bande SDSS i' (champ 1,3' x 0,6')

4.2. Les orbitales de ce programme d'observation (par ordre d'éloignement au Soleil)

Les mesures précédentes permettent de situer les couples orbitaux sur leurs orbites provisoires calculées qui figurent dans le 6ème catalogue des orbites [26].

4.2.1. LUH 16, WDS10493-5319

Le 6e catalogue des orbites répertorie une orbite de grade 4. Ce catalogue répertorie 96 mesures entre 1984 et 2020. La position prédite par Bedin et al., 2024 [38] en 2026,0 est $\rho=0,425''$ et $\theta=70,7^\circ$. La séparation angulaire correspond à mon observation (étoile vue simple avec *le Faulkes Telescope South* FTS de résolution angulaire 1"). La figure 17 présente l'orbite calculée par Bedin et al., 2024 [38]. La période est de $26,55 \pm 0,08$ ans [45].

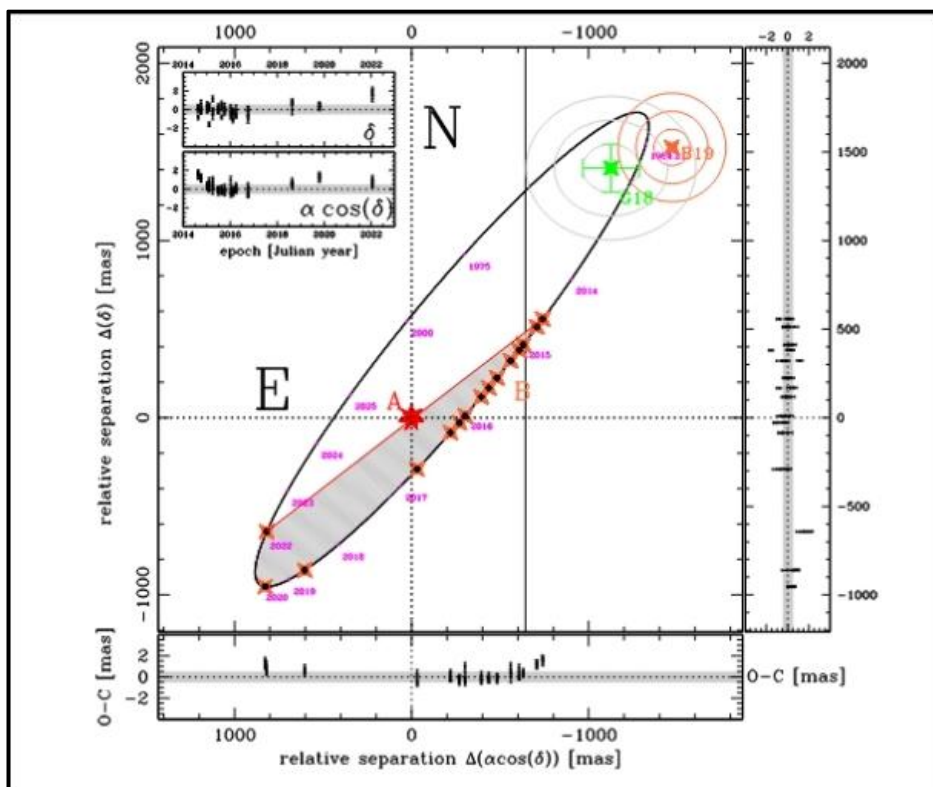


Fig.17- Orbite de LUH 16 calculée par Bedin et al. en 2024

4.2.2. STF 2398AB, WDS18428+5938

Il s'agit d'une orbitale de grade 4 de période 408 ans [45] qui est observée et mesurée depuis 1831 (641 mesures en 2020). L'orbite calculée en 1987 par Heintz [39] prévoit pour 2025,0 $\rho=10,544''$ et $\theta=184,3^\circ$ et pour 2026,0 $\rho=10,462''$ et $\theta=184,8^\circ$. J'obtiens pour J2025,501 : $(O-C)_\rho = +0,362''$ et $(O-C)_\theta = -0,17^\circ$. Ma mesure de STF 2398AB en 2025 est reportée sur l'orbite de Heintz à la figure 18.

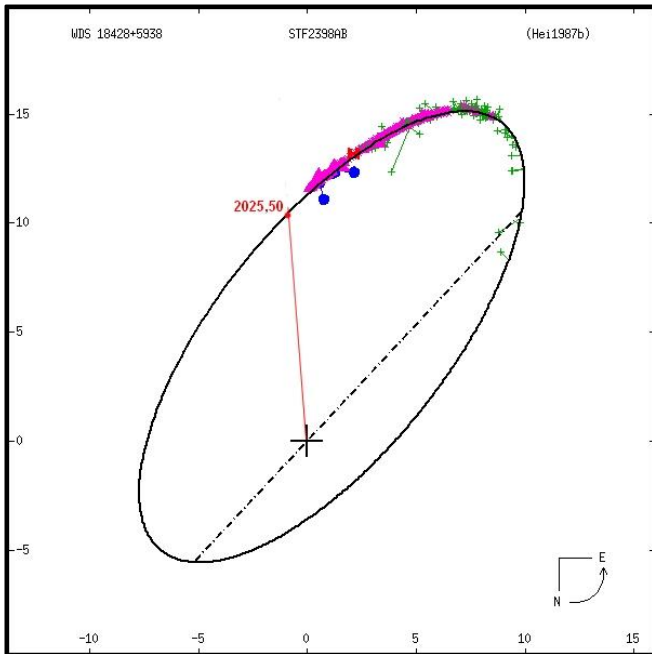


Fig.18- STF 2398AB en 2025,50 sur l'orbite calculée en 1987 par Heintz

4.2.3. SHJ 243AB, WDS14153-2636

Il s'agit d'une orbitale de grade 4, une note dans le WDS indique que parmi les trois solutions d'orbite proposées par Irwin et al. (1996) [40], celle dont la période est la plus courte est plutôt préférable (période 470,9 ans) [45]. L'orbite calculée en 1996 par Irwin prévoit pour 2025,0 $\rho=5,148''$ et $\theta=137,4^\circ$ et pour 2026,0 $\rho=5,161''$ et $\theta=137,0^\circ$. J'obtiens pour J2025,601 : $(O-C)_\rho = -0,010''$ et $(O-C)_\theta = +0,12^\circ$. La figure 19 montre ma mesure de SHJ 243AB en 2025.

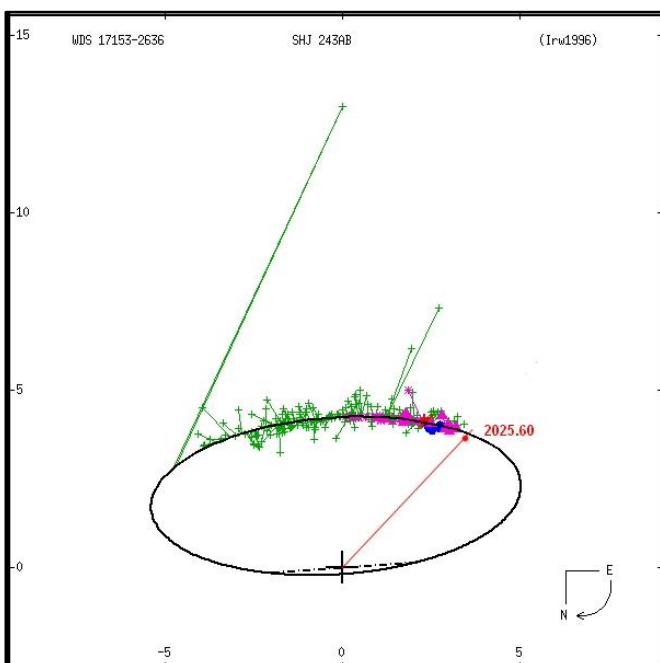


Fig.19- SHJ 243AB en 2025,60 sur l'orbite calculée en 1996 par Irwin et al.

4.2.4. WIR 1AB, GJ 896, WDS23317+1956

Le couple WIR 1 AB est répertorié comme orbitale de grade 4, observée et mesurée depuis 1941 (78 mesures en 2020). L'orbite calculée en 2022 par Curiel [41] prévoit pour 2025,0 $\rho=5,233''$ et $\theta=69,4^\circ$ et pour 2026,0 $\rho=5,207''$ et $\theta=68,5^\circ$. J'obtiens pour J2025,683 : $(O-C)_\rho = -0,015''$ et $(O-C)_\theta = -0,28^\circ$. J'ai placé ma mesure de 2025 sur l'orbite de Curiel (figure 20). La période est de 264,4932 ans $\pm 0,0061$ [45].

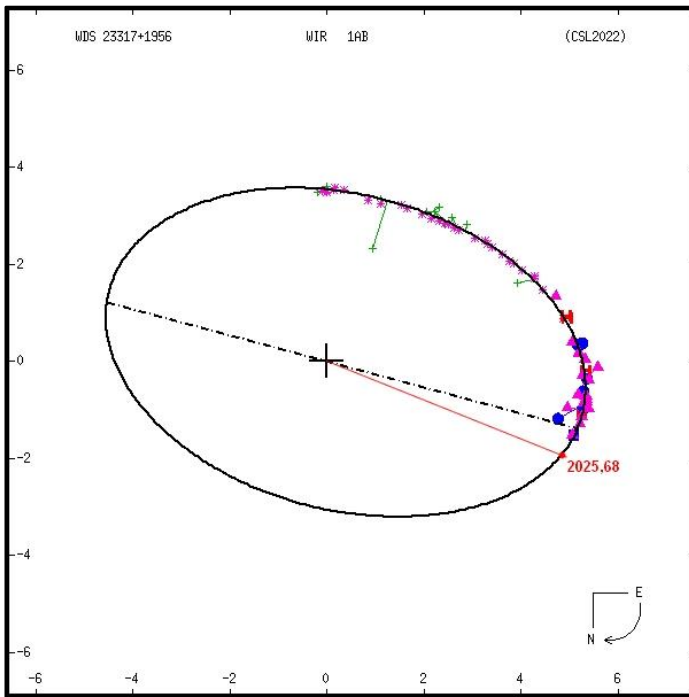


Fig.20- WIR 1AB en 2025,68 sur l'orbite calculée par Curiel en 2022

4.2.5. HJ 4935AC, WDS17190-3459

La paire HJ 4935AC est une orbitale de grade 5 observée depuis 1875 avec 66 mesures jusqu'en 2022. L'orbite calculée en 2020 par Knapp [42] prévoit pour 2025,0 $\rho=32,604''$ et $\theta=142,3^\circ$ et pour 2026,0 $\rho=32,614''$ et $\theta=142,4^\circ$. J'obtiens pour J2025,601: $(O-C)_\rho = -0,138''$ et $(O-C)_\theta = -0,03^\circ$. La période est d'environ 2055,7854 ans [45]. J'ai placé ma mesure de 2025 sur l'orbite de Knapp (figure 21).

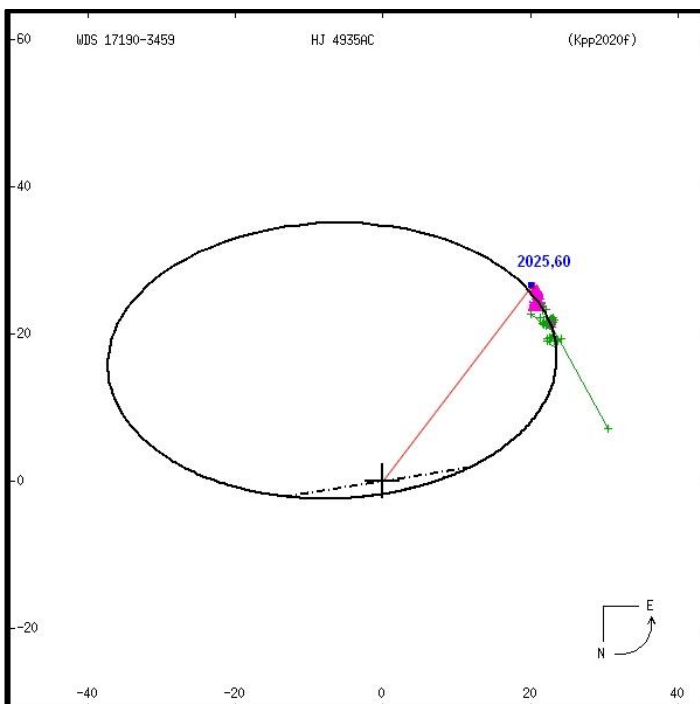


Fig.21- HJ 4935AC en 2025,60 sur l'orbite calculée par Knapp en 2020

4.2.6. MLO 4AB, WDS17190-3459

Ce couple, constitué de deux naines oranges (K3V+K5V) est classé orbital de grade 1 dans le 6^{ème} catalogue des orbites, sa période est de 42,152 ans \pm 0,039 [45]. Découvert en 1876 le WDS a enregistré 272 mesures jusqu'en 2022. L'orbite, de très bonne qualité, calculée par Mason est publiée en 2023 [43] et prévoit pour 2025,0 $\rho=1,825''$ et $\theta=304,0^\circ$ et pour 2026,0 $\rho=1,926''$ et $\theta=299,9^\circ$. J'obtiens pour J2025,601: $(O-C)_\rho = +0,014''$ et $(O-C)_\theta = -1,65^\circ$. La figure 22 montre la position en 2025,60 de ma mesure en bonne concordance avec cette orbite.

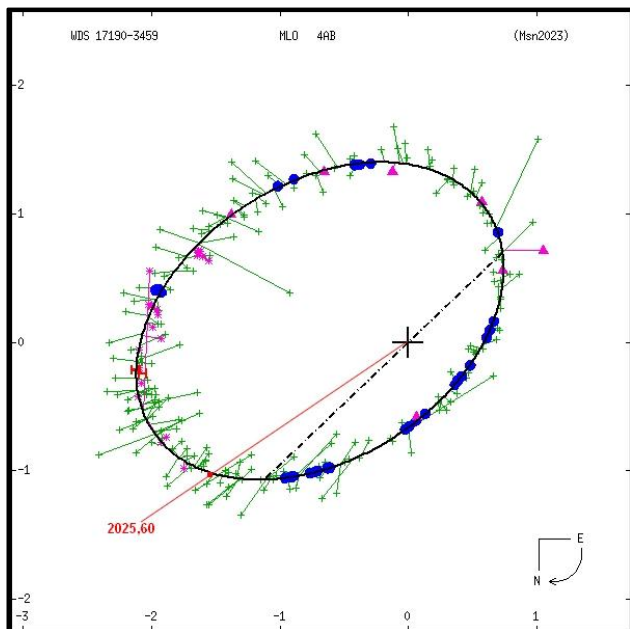


Fig.22- MLO 4AB en 2025,60 sur l'orbite calculée par Mason en 2023

4.2.7. LPM 248, WDS06579-4417

Le 6e catalogue des orbites répertorie une orbite de grade 5 avec une période d'environ 298 ans. Le WDS répertorie 22 observations effectuées entre 1933 et 2021. L'orbite est calculée sur la base de 11 observations en 2003 (Zirm)[44]. On note une inversion de quadrant entre les mesures de l'angle de position publiées au WDS et les résultats fournis par le calcul d'orbite probablement due à la très faible différence de magnitudes entre les composantes de types spectraux identiques ($\Delta m_v = 0,04 \pm 0,01$). L'éphéméride prévoit pour 2025,0 $\rho=2,963''$ et $\theta=237,2^\circ$ et pour 2026,0 $\rho=3,044''$ et $\theta=236,4^\circ$. J'obtiens pour J2025,138 en tenant compte de l'inversion de quadrant: $(O-C)_\rho = -0,043''$ et $(O-C)_\theta = +1,3^\circ$. La figure 23 montre ma mesure de 2025 sur l'orbite de Zirm.

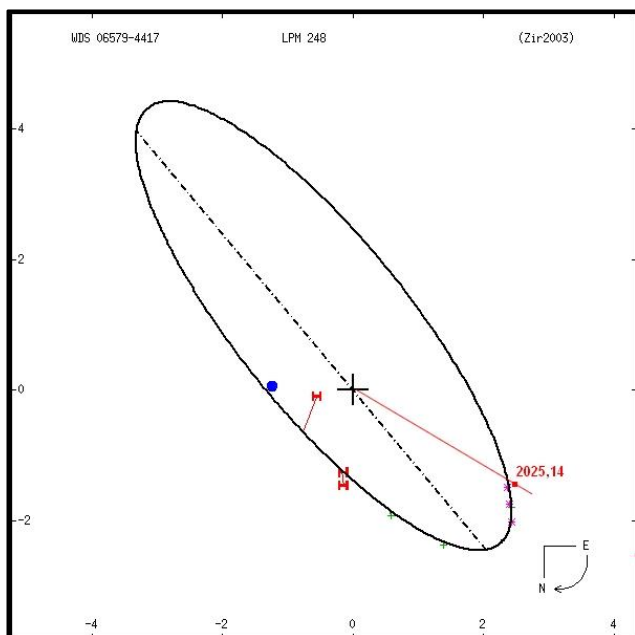


Fig.23- LPM 248 en 2025,14 sur l'orbite calculée par Zirm en 2003

4.2.8. BSO 13AB, WDS17191-4638

Le couple BSO 13AB est répertorié dans le 6^{ème} catalogue des orbites comme étant de grade 4. Depuis sa découverte en 1880 et jusqu'en 2019, le WDS répertorie 139 mesures. L'orbite calculée en 2020 par Knapp [42] prévoit pour 2025,0 $\rho=11,015''$ et $\theta=259,9^\circ$ et pour 2026,0 $\rho=11,080''$ et $\theta=260,1^\circ$. J'obtiens pour J2025,507: $(O-C)_\rho = +0,024''$ et $(O-C)_\theta = +0,77^\circ$. La période est de 954,2 ans \pm 68,7 [45]. J'ai placé ma mesure de BSO 13AB en 2025 sur l'orbite de Knapp à la figure 24.

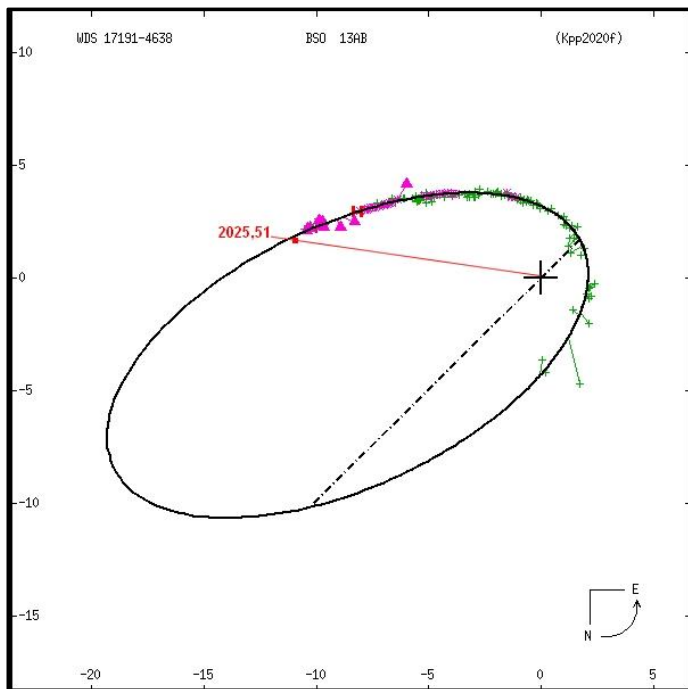


Fig.24- BSO 13AB en 2025,51 sur l'orbite calculée par Knapp en 2020

Remarque: le 6^{ème} catalogue des orbites signale également le couple orbital BSO 13Ba,Bb de grade 3, de période 87,912 jours [45] mais de séparation de l'ordre de quelques centièmes de seconde totalement inaccessible avec les télescopes du réseau LCO que j'utilise.

4.3. Le cas de SKF 104

La paire SKF 104 est non référencée dans le 6^{ème} catalogue des orbites, cependant la note de code T du WDS indique: "Statistically the same parallax within the errors and similar proper motion or other technique indicates that this pair is physical". La binarité de ce couple est confirmée par les données de parallaxe et de mouvement propre fournies par le catalogue Gaia-DR3 (Tableau I, § I, 3). Le catalogue WDS ne comporte que 5 mesures de ce couple entre 2000 et 2016. Gonzales-Payo et al., 2026 utilisant Gaia-DR3 donnent $\rho= 4,65694''\pm 0,00006$ et $\theta = 318,8^\circ$ avec une séparation de 45,080 ua et une période de 530,0 ans \pm 90.0 [45]. La figure 25 montre l'évolution de cette paire en coordonnées cartésiennes ($x=\rho\cdot\cos(\theta)$ et $y=\rho\cdot\sin(\theta)$) qui exclut la mesure peu précise de 2000,43 notamment l'angle de position θ ($\rho=4,0''$ et $\theta=315^\circ$) du WDS et qui intègre ma mesure de 2025,51.

La trajectoire quasi linéaire de la composante B visible sur la figure 25 peut suggérer que cette composante est sur une orbite très excentrique ou fortement inclinée sur le plan du ciel. Mais avec seulement 5 mesures astrométriques en 20 ans il est prématuré de déterminer une orbite. Il est évident qu'il faudra collecter beaucoup plus de mesures en θ et ρ ainsi que des mesures de vitesses radiales sur une plus longue période pour définir une orbite.

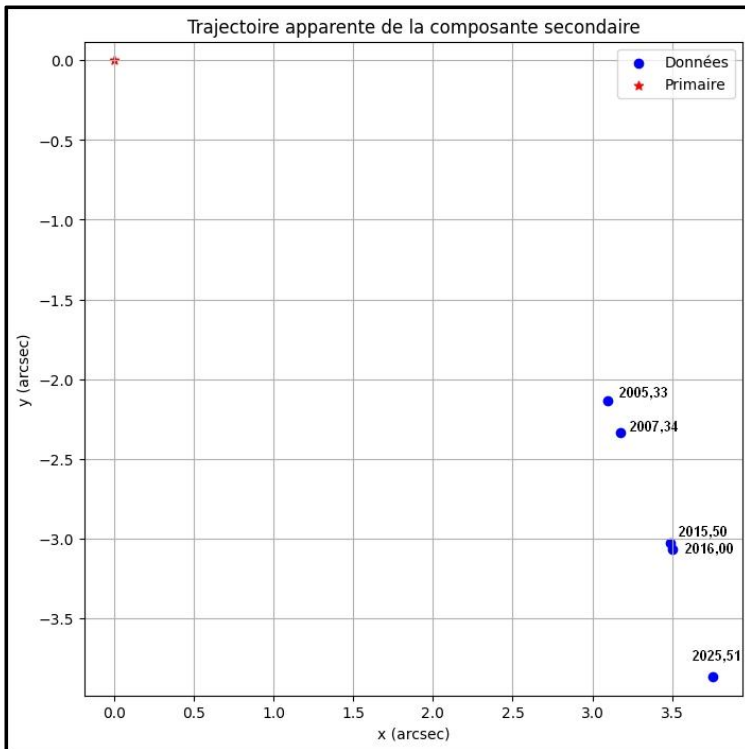


Fig.25- Évolution de la position de SKF 104 en 20 ans entre 2005,33 et 2025,51

5. Conclusion

En conclusion, cette étude a permis de démontrer l'importance des mesures astrométriques et photométriques dans la caractérisation des systèmes étudiés. Ces résultats apportent une modeste contribution à la compréhension des binaires situées à moins de 10 parsecs de notre Soleil, en particulier en fournissant les positions précises des couples à forts mouvements propres observés (coordonnées équatoriales ascension droite et déclinaison) ainsi que les coordonnées polaires de ces binaires (angle de position et séparation) à la date des observations. Ces mesures sont cohérentes avec les mesures existantes et les orbites calculées. La photométrie a permis d'affiner les mesures de magnitudes des composantes ainsi que leur Δm , mesures souvent peu précises dans le cas des étoiles doubles. Malgré certaines limites, telles que la résolution mal adaptée aux mesures de séparation des télescopes du réseau dont la combinaison optique n'est pas conçue pour l'observation des binaires serrées, cette recherche montre néanmoins que les amateurs même modestement équipés peuvent participer utilement à ce programme d'étude des étoiles proches du Soleil. À terme, la collecte de données astrométriques et photométriques nombreuses et précises sur ces couples permettra la bonne connaissance des orbites de ces systèmes qui comportent souvent des exoplanètes.

Remerciements

Cette recherche a utilisé :

- l'outil d'accès au catalogue VizieR, CDS, Strasbourg, France (DOI : 10,26093/cds/vizieR). La description originale du service VizieR a été publiée en 2000, A&AS 143, 23
- le catalogue d'étoiles doubles de Washington, tenu à jour par l'Observatoire naval des États-Unis et le catalogue Gaia-DR3 : https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/FPR/Miscellaneous/sec_acknow/
- des images d'archive du DSS : <https://archive.stsci.edu/dss/acknowledging.html>
- le logiciel WDSTOOL Binary Stars de David Chiron : <https://wdstool.com/index.php>
- des observations réalisées à l'aide des télescopes du réseau éducatif de l'observatoire Las Cumbres (LCO), qui ont été modernisés grâce au généreux soutien de la Fondation Gordon et Betty Moore ainsi que sur des observations réalisées à l'aide des instruments MuSCAT, développés par le Centre d'astrobiologie (ABC) au Japon, l'Université de Tokyo et l'Observatoire Las Cumbres (LCOGT). MuSCAT4 a été développé grâce au soutien financier de la Fondation Heising-Simons (subvention 2022-3611), de la subvention JST numéro JPMJCR1761 et de l'ABC au Japon. Il est installé au télescope Faulkes South de l'observatoire de Siding Spring (Australie), exploité par le LCOGT.

L'auteur remercie chaleureusement Daniel Bonneau pour les conseils très pertinents et son aide précieuse à la rédaction de cet article. Il remercie également Pierre Durand qui a établi la liste des cibles situées à moins de 10 pc à étudier ainsi que « *The Schools'Observatory* » qui lui a accordé une session exceptionnelle d'une heure en janvier 2026 avec le télescope « *Faulkes Telescope South* » de classe 2 m et situé à l'observatoire de Siding Spring (Australie) et Edward Gomez directeur du service éducatif du réseau LCO qui lui a accordé en 2025 de nombreuses heures d'observation avec les télescopes de classe 0,35m du réseau.

Annexe 1

Vitesses réelles des paires observées

WDS Id.	Comp.	ϖ "	μ ".an ⁻¹	V _{tangentielle} km.s ⁻¹	V _{radiale} km.s ⁻¹	V _{réelle} km.s ⁻¹	d pc
LPM 248	A	0,1243569	1,179	44,9	n	-	8,0
	B	0,1245695	1,119	42,6	n	-	8,0
LUH 16	A	0,5015799	2,782	26,3	21,50	33,96	2,0
	B	nr	nr	nr	nr	-	nr
SHJ 243	A	0,1680031	1,253	35,3	0,26	35,34	6,0
	B	0,1681303	1,233	34,7	nr	-	5,9
HJ 4935	A	nr	1.132	nr	nr	-	nr
	C	0,1380663	1,152	39,5	6,13	40,02	7,2
BSO 13	A	0,1137513	1,035	43,1	25,96	50,34	8,8
	B	0,1132858	0,962	40,3	26,02	47,93	8,8
SKF 104	A	0,1033081	0,476	21,8	-23,45	32,04	9,7
	B	0,1032027	0,502	23,0	-25,70	34,52	9,7
STF 2398	A	0,2838401	2,221	37,1	-1,30	37,11	3,5
	B	0,2838378	2,330	38,9	0,88	38,92	3,5
WIR 1	A	0,1596634	0,581	17,3	-0,21	17,25	6,3
	B	0,1599085	0,553	16,4	nr	-	6,3

Références

- [1] Gaia Collaboration 2021, Gaia EDR3. The Gaia Catalogue of Nearby Stars, Astronomy & Astrophysics, Volume 649, id A6, 44 pp, May 2021: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2021A%26A...649A...6G/abstract>
- [2] Knapp W. R. A., "Star Systems in the Solar Neighborhood up to 10 Parsecs Distance" Journal of Double Star Observations, Vol.16, N°3 p. 229, June 15, 2020: http://www.jdso.org/volume16/number3/Knapp_229_288.pdf
- [3] Gliese Catalog of Nearby Stars, CNS3 catalog: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/star-catalog/cns3.html>
- [4] RECONS list with 100 nearest stars and star systems: <http://www.recons.org/TOP100.posted.htm>
- [5] Reylé C. et al, "The 10 parsec sample in the Gaia era", Astronomy & Astrophysics, Article 201, Volume 650, June 2021: https://www.aanda.org/articles/aa/full_html/2021/06/aa40985-21/aa40985-21.html
- [6] Las Cumbres Observatory global network, LCO: <https://lco.global/>
- [7] Debackère A. et al., "LUHMAN 16 : UNE BINAIRE CONSTITUÉE DE DEUX NAINES BRUNES ET SITUÉE À 2 PC DU SOLEIL", Etoiles Doubles, Revue francophone des observateurs d'étoiles doubles, numéro 2, pages 15-26, juin 2021: <https://etoiledoubles.org/anciens-numeros/>
- [8] Luhman K. L., "DISCOVERY OF A BINARY BROWN DWARF AT 2 pc FROM THE SUN", The Astrophysical Journal Letters, Volume 767, Number 1, April 10, 2013: <https://iopscience.iop.org/article/10.1088/2041-8205/767/1/L1/pdf>
- [9] Debackère A., "LDS 838AB : UNE BINAIRE VISUELLE SITUÉE À 2,7 PC DU SOLEIL CONSTITUÉE DE DEUX NAINES ROUGES VARIABLES", Etoiles Doubles, Revue francophone des observateurs d'étoiles doubles, numéro 2, pages 27-36, juin 2021: <https://etoiledoubles.org/anciens-numeros/>
- [10] Debackère A. et al., "LDS 169 UN SYSTÈME QUADRUPLE ?", Etoiles Doubles, Revue francophone des observateurs d'étoiles doubles, numéro 11, pages 06-21, décembre 2025: <https://etoiledoubles.org/anciens-numeros/>
- [11] Galaxy Map, Carte des objets à moins de 10 pc du Soleil: <https://gruze.org/10pc/resources/>
- [12] Washington Double Star Catalog: <https://www.astro.gsu.edu/wds/>
- [13] Zacharias N. et al., "The fourth US naval observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC4)", The Astronomical Journal, 145:44 (14pp), February 2013 : <https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/145/2/44/pdf>

- [14] Gaia Collaboration 2022, Gaia DR3 Part 1, Main source: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2022yCat.1355...0G/abstract>
- [15] Marocco F. et al., "The CatWISE2020 Catalog", The Astrophysical Journal Supplement Series, Volume 253, Number 1, 2021 February: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-4365/abd805>
- [16] Digitized Sky Survey (DSS): <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2000A%26AS..143...33B/abstract>
- [17] Bonnarel F, et al., "The ALADIN interactive sky atlas, A reference tool for identification of astronomical sources", Astronomy and Astrophysics Supplement, v,143, p,33-40, April 2000 : <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2000A%26AS..143...33B/abstract>
- [18] Losse F., REDUC v5.42 2025: <http://www.astrosurf.com/hfosaf/fr/tdownload.htm#reduc>
- [19] Raab H., ASTROMETRICA v4.160.460 2025: <http://www.astrometrica.at/>
- [20] Telescope Planewave DelthaRho 350: <https://planewave.com/products/deltarho-350-ota/>
- [21] Caméra CMOS QHY 600M : <https://www.qhyccd.com/astronomical-camera-qhy600/>
- [22] Faulke Telescope South (FTS) : <https://lco.global/observatory/telescopes/2m0/>
- [23] Système imageur MuSCAT4 : <https://lco.global/observatory/instruments/muscat/>
- [24] Bessel M, S,, "UBVRI PASSBANDS, Publications of the Astronomical Society of the Pacific", Vol, 102, p, 1181-1199, October 1990 : <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1990PASP..102.1181B/abstract>
- [25] Filtres Sloan Digital Sky Survey SDSS : <https://skyserver.sdss.org/dr1/en/proj/advanced/color/sdssfilters.asp>
- [26] Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars: <http://www.astro.gsu.edu/wds/orb6.html>
- [27] The UK Schmidt Telescope: <https://aat.anu.edu.au/about-us/uk-schmidt-telescope>
- [28] Cortés-Zuleta et al., "GI 725A b: A potential super-Earth detected with SOPHIE and SPIRou in an M dwarf binary system at 3.5 pc", Astronomy & Astrophysics, Volume 693, id.A164, 18 pp., January 2025: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2025A%26A...693A.164C/abstract>
- [29] Ould-Elkhikim, M. et al., "The SPIRou Legacy Survey: Detection of a nearby world orbiting in the habitable zone of Gl 725B achieved by correcting strong telluric contamination in near-infrared radial velocities with wapiti", Astronomy & Astrophysics, Volume 705, id.A234, 19 pp., January 2026: <https://ui.adsabs.harvard.edu/#abs/2026A%26A...705A.234O/abstract>
- [30] Salvador Curiel and al., "3D orbital architecture of a dwarf binary system and its planetary companion", The Astronomical Journal, Volume 164, Issue 3, id.93, 23 pp., September 2022: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2022AJ....164...93C/abstract>
- [31] Corbally C. J. et al., "CLOSE VISUAL BINARIES. I. MK CLASSIFICATIONS", The Astrophysical Journal Supplement Series, 55:657-677, 1984 August: <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1984ApJS...55..657C>
- [32] Feng F. et al., "3D Selection of 167 Substellar Companions to Nearby Stars", The Astrophysical Journal supplement series, volume 262, number 1, August 2022: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-4365/ac7e57/pdf>
- [33] Tutoriel REDUC: <http://www.astrosurf.com/hfosaf/reduc/tutoriel.htm>
- [34] Gaia Collaboration 2022, Gaia DR3 Part 6, Performance verification, Synthetic photometry generated from the Gaia BP/RP mean spectra: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2022yCat.1360...0G/abstract>
- [35] Morley, G., Salaman, M., Obs. & Trav., première partie n°61, pp. 34-48 et deuxième partie n°62, pp. 34-68, décembre 2005 et juin 2006
- [36] Debackère A., "ASTROMÉTRIE ET PHOTOMÉTRIE D'ÉTOILES DOUBLES – 3ème PARTIE, ÉTUDE DES LIMITES ASTROMÉTRIQUES ET PHOTOMÉTRIQUES DES TÉLESCOPES DE CLASSE 1m ET 2m DU RÉSEAU LCO", Etoiles Doubles, Revue francophone des observateurs d'étoiles doubles, N°9, Décembre 2024: <https://etoiledoubles.org/anciens-numeros/>
- [37] The ATLAS All-Sky Stellar Reference Catalog (ATLAS-REFCAT2): <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-4357/aae386/pdf>
- [38] Bedin L. R. et al., "HST astrometry of the closest Brown Dwarfs – II. Improved parameters and constraints on a third body", Astronomische Nachrichten, 10th January 2024: <https://arxiv.org/pdf/2403.08865>
- [39] Heintz W. D., "THE RED-DWARF BINARY Σ 2398", Astronomical Society of the Pacific, Publications (ISSN 0004-6280), vol. 99, p. 1084-1088, Oct. 1987: <https://adsabs.harvard.edu/full/1987PASP...99.1084H>
- [40] Irwin A. W. et al., "36 Ophiuchi AB: Incompatibility of the Orbit and Precise Radial Velocities", Publications of the Astronomical Society of the Pacific, v.108, p.580, July 1996: <https://ui.adsabs.harvard.edu/scan/manifest/1996PASP..108..580I>

- [41] Curiel S. et al., "3D Orbital Architecture of a Dwarf Binary System and Its Planetary Companion", The Astronomical Journal, 164:93 (23pp), 2022 September: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-3881/ac7c66/pdf>
- [42] Knapp W.R.A., "Star Systems in the Solar Neighborhood up to 10 ParsecDistance", Journal of Double Star Observations, Vol. 16, No. 3, June 15, 2020: http://www.jdso.org/volume16/number3/Knapp_229_288.pdf
- [43] Mason B. D. et al., "Speckle Interferometry at SOAR in 2022", The Astronomical Journal, Volume 166, Number 4, September4, 2023: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-3881/acdaf/pdf>
- [44] Zirm H., International Astronomical Union Commission 26 (Double Stars) Information circular N° 151 (October 2003): <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/2003IAUDS.151....1Z>
- [45] Gonzales-Payo J. et al., "Characterization of all known multiple stellar systems within 10 pc", Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 549, Issue 1, June 2026: <https://doi.org/10.1093/mnras/stag838>
- [46] Wikipedia,Luhman 16: https://en.wikipedia.org/wiki/Luhman_16



André Debackère

Astronome amateur depuis l'âge de 18 ans, je suis membre de la commission des étoiles doubles depuis 1981. C'est Pierre Durand qui m'a initié aux méthodes d'observation et de mesures. J'ai découvert plus de 300 étoiles doubles. Depuis janvier 2010, j'utilise des télescopes robotisés du réseau LCO et de l'université de l'Iowa. Je participe à des projets Pro/Am. Plus récemment j'ai commencé à observer les binaires à éclipses dans le cadre d'une collaboration internationale.



PROJET OLED – OCCULTATIONS D'ÉTOILES DOUBLES PAR LA LUNE

RAPPORT OLED #2 – JUIN 2026

OLED PROJECT – LUNAR OCCULTATIONS OF DOUBLES STARS
OLED REPORT #2 – JUNE 2026

Philippe Laurent¹, Enrique Velasco², Gonzalo Arrarás, Pedro Benedicto, Ricard Casas, Jean-François Coliac, Esteban Donate, Javier de Elías, Faustino García, Bernat Garreta, Konrad Guhl, Jaime Izquierdo, Rosendo Jorba, Jordi Marco, Josep Masalles, Pablo Molina, Patrick Wullaert, Niko Wünsche

1 Société Astronomique de France - Commission des Étoiles Doubles, apilaure_astro@yahoo.fr

2 Agrupación Astronómica de Madrid - Universidad Autónoma de Madrid, enrique.velasco@uam.es

Résumé

Ce rapport présente les résultats des observations réalisées par les membres du projet OLED (Occultations Lunaires d'Étoiles Doubles) du 1/05/2026 au 30/04/2026.

Ces résultats sont classés en 5 groupes :

- Couples référencés dans le WDS n'ayant montré aucun signe de duplicité,
- Couples référencés dans le WDS mettant en évidence la duplicité au travers d'une observation unique. La position de la composante secondaire est alors incomplètement définie et située dans un espace à 1 dimension (autrement dit, une « ligne »). Ces observations sont conservées pour une éventuelle utilisation ultérieure,
- Couples référencés dans le WDS pour lesquels le projet a pu réaliser plusieurs observations. La position relative de la composante secondaire par rapport à la composante principale (ρ, θ) est déduite des observations et sera intégrée au WDS,
- Étoiles simples, figurant au catalogue Gaia DR3 « Non Single Star » et présentant un mouvement accéléré. En cas d'observations multiples, la position (α, δ) de ces étoiles peut être déduite des observations et comparée à la position théorique déduite des données Gaia,
- Étoiles connues comme simples, observées pour mettre en évidence une éventuelle duplicité.

Abstract

This report presents the results of observations carried out by members of the OLED (Lunar Occultations of Double Stars) project from 1 May 2026 to 30 April 2026. These results are classified into five groups:

- Pairs listed in the WDS that showed no signs of duplicity,
- Pairs listed in the WDS showing evidence of duplicity based on a single observation. The position of the secondary component is then incompletely defined and located in a one-dimensional space (a single 'line'). These observations are retained for possible future use,
- Pairs listed in the WDS for which the project was able to carry out several observations. The relative position of the secondary component with respect to the primary (ρ, θ) is deduced from the observations and will be incorporated into the WDS,
- Single stars listed in the Gaia DR3 'Non-Single Star' catalogue and exhibiting accelerated motion. In the case of multiple observation, the position (α, δ) of these stars can be derived from the observations and compared with the theoretical position derived from Gaia data,
- Stars known to be single and observed to highlight any possible duplicity.



1- Introduction

Le présent rapport consigne les observations réalisées dans le cadre du projet OLED (Occultations Lunaires d'Étoiles Doubles) du 1/05/2024 au 30/04/2026. Il fait suite à un premier rapport paru dans la revue Étoiles Doubles¹, qui rassemblait les observations depuis l'origine du projet (2021) jusqu'au 30/04/2024 [1].

Le projet se consacre à l'observation des occultations d'étoiles doubles par la Lune et à l'analyse des données issues de ces observations, afin de produire des données astrométriques sur les couples stellaires.

Il réunit un réseau de 39 observateurs majoritairement espagnols mais aussi français, allemands et du Royaume Uni.

Les organisations fondatrices en 2022 sont :

- Pour la France, la Commission des étoiles doubles de la Société Astronomique de France,
- Pour l'Espagne, l'Agrupación Astronómica de Madrid, avec le soutien de la Federación Española de Asociaciones Astronómicas (FAAE) et de la Sociedad Española de Astronomía (SEA).

Début 2026, des membres de l'IOTA basés en Allemagne et au Royaume Uni ont rejoint le projet.

L'ensemble des acteurs fonctionnent aujourd'hui dans le cadre d'un projet unifié, animé par deux coordonnateurs.

Les efforts du projet ont porté principalement sur les couples référencés dans le Washington Double Star Catalog (WDS) [2], pour lesquels des mesures astrométriques ont déjà été réalisées par le passé par des techniques diverses : observations visuelles, interférométriques, spectroscopiques, ... Au vu des résultats obtenus à ce jour, il semble possible de viser des couples de séparation aussi faible que 10mas, ce qui est hors de portée des autres techniques accessibles aux amateurs.

Certains de ces couples désignés par le préfixe OCC méritent quelques explications complémentaires : ces couples ont été découverts par la technique d'occultation par la Lune mais doivent, pour la plupart, faire l'objet d'une confirmation de duplicité. En grande majorité, ils n'ont fait l'objet à ce jour d'aucune mesure astrométrique (ρ , θ) et sont caractérisés dans le WDS par un nombre de mesure égal à zéro.

Plus récemment, le projet a intégré à son programme des étoiles appartenant au catalogue Gaia « Non Single Stars » et plus particulièrement celles appartenant à la table des étoiles dites « accélérées ». Il s'agit de déduire d'une occultation la position exacte de l'étoile (α , δ) et de la comparer à sa position théorique déduite de la position 2016.0 et des mouvements propres Gaia DR3. Cet écart « O-C » met alors en évidence le mouvement dit accéléré détecté par Gaia. Des premiers résultats encourageants ont été obtenus pour ce type de couples jusque-là ignorés par les autres techniques.

En complément, des étoiles connues comme simples sont observées pour mettre en évidence une éventuelle duplicité inconnue jusqu'alors. Il s'agit de mettre en évidence une occultation qui intervient en deux étapes (correspondant aux deux composantes) ou de déterminer une position sur le ciel différente de celle attendue à partir des données Gaia, orientant vers un possible second corps.

Rappelons brièvement, dans cette introduction, les principes de mesure appliqués dans la technique d'occultations par la Lune :

- C'est le mouvement de révolution de la Lune autour de la Terre qui provoque l'occultation d'une étoile. La vitesse apparente de déplacement de notre satellite est variable et se situe aux environs de 0.4 seconde d'arc par seconde de temps,
- L'enregistrement d'images successives de l'occultation d'une étoile permet de produire une courbe de lumière précisément horodatée dans laquelle la disparition (ou la réapparition) d'une étoile sur le bord sombre de la Lune produit une variation brutale du signal lumineux. Dans le cas d'une étoile double, on observe deux variations brutales successives séparées par un palier, comme illustré par la figure 1,
- La mesure de l'instant de l'occultation permet de positionner l'étoile occultée sur une ligne. On parle de solution « 1D ». Si cette même occultation est enregistrée par un autre observateur, suffisamment distant du premier, les deux observations interviennent à deux endroits distincts du limbe lunaire et permettent alors de connaître précisément la position (α , δ) de l'étoile. On parlera alors de solution astrométrique complète ou « 2D »,
- Dans le cas d'une étoile double, le raisonnement exposé plus haut s'applique à chaque composante et la position relative du compagnon (ρ , θ) par rapport à l'étoile principale se déduit aisément des 2 jeux de coordonnées. Notons que les deux observations nécessaires à l'astrométrie complète peuvent intervenir lors d'occultations successives, suffisamment proches dans le temps en regard de la vitesse du mouvement orbital du couple.

¹ <https://etoilesdoubles.org/>

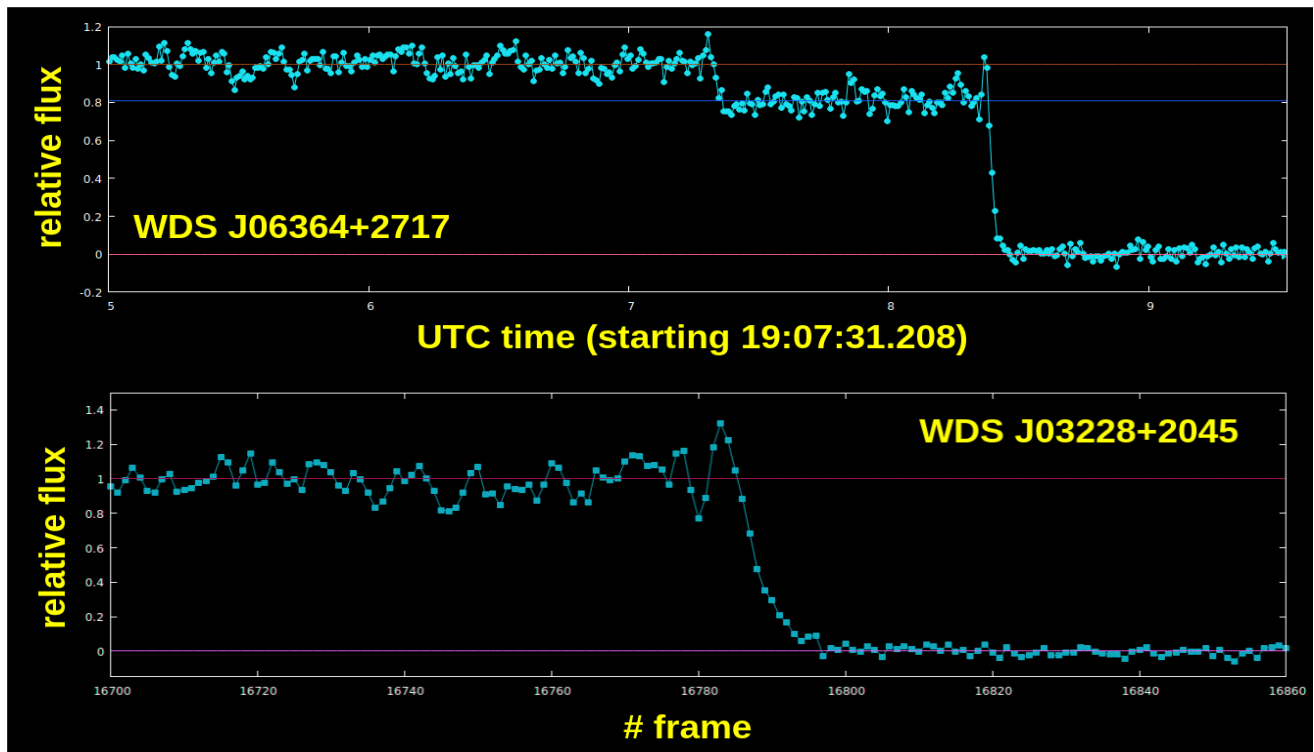


Figure 1. Deux exemples de courbes de lumière en bande optique obtenues lors d'occultations d'étoiles doubles par la Lune. Panneau supérieur : une étoile double écartée, WDS J06364+2717, présentant un palier clairement visible, correspondant à une distance de séparation projetée entre les composantes (séparation absolue $r = 0,7''$, contraste de magnitude $\Delta m = 1,8$). Observation réalisée par P. Laurent (Barjols, France) à une fréquence de 100 Hz. Panneau inférieur : courbe de lumière d'une paire rapprochée, WDS J03228+2045 ($r = 0,2''$, $\Delta m = 2,9$), obtenue à une fréquence d'échantillonnage de 200 Hz. Observation réalisée par E. Velasco (Becerril de la Sierra, Espagne). Une structure subtile visible à la fin de la rampe de diffraction est produite par la composante secondaire. Dans les deux cas, les effets de la diffraction sont clairement visibles, et les temps de contact doivent donc être déterminés par ajustement à des modèles de diffraction appropriés.

Les nouvelles données astrométriques produites concourent bien sûr au calcul de nouvelles orbites ou à l'amélioration d'orbites existantes.

Pour une introduction générale aux occultations par la Lune, et aux méthodes utilisées dans le projet pour analyser les observations, le lecteur est renvoyé à la référence [3]. Pour des explications plus détaillées, incluant notamment des informations sur les procédures et les calculs, le lecteur pourra se reporter à la référence [4].

Le projet est doté d'un site internet² qui propose principalement :

- Une présentation générale des techniques d'occultation d'étoiles par la Lune,
- Des programmes d'observations mensuels ainsi que des formulaires pour des recherches spécifiques d'évènements,
- La base de données complète des observations réalisées au sein du projet ainsi que leur analyse et les données astrométriques déduites.

Le présent rapport présente les résultats obtenus par le projet. Les solutions astrométriques complètes seront intégrées au catalogue WDS. Les solutions astrométriques « 1D » sont conservées et peuvent permettre de produire une solution 2D ultérieurement [4]. Elles peuvent également permettre de contraindre une orbite existante pour l'améliorer. Au-delà de ce rapport, certaines études détaillées pourront faire l'objet d'articles spécifiques à paraître ultérieurement.

Le projet OLED a pour ambition de produire dans l'avenir un plus grand nombre de mesures astrométriques complètes, ce qui pourra être obtenu grâce à un accroissement du nombre de membres du réseau, sur un périmètre géographique plus étendu. Le projet espère également produire des données utiles dans l'analyse des étoiles « Non Single Stars » du catalogue Gaia, en particulier dans la caractérisation des mouvements accélérés.

² <https://sites.google.com/aam.org.es/oled>

2. Rapport d'observations

Les observations réalisées par le projet OLED sont présentées de manière synthétique dans les tables qui suivent. Le lecteur qui souhaitera approfondir une observation pourra se reporter au site internet du projet, dans lequel il trouvera la courbe de lumière, des informations sur la réduction des données et l'analyse du résultat obtenu.

2.1 Étoiles sans solution astrométrique

La Table I présente les résultats obtenus à partir d'occultations par la Lune observées sur des étoiles qui n'ont montré aucun palier dans leur courbe de lumière. Plusieurs raisons peuvent expliquer ces résultats négatifs :

- La séparation projetée des deux composantes, même si celles-ci sont bien séparées et accessibles à notre instrumentation, est trop faible en raison d'un alignement du système par rapport au limbe lunaire local,
- Le bruit de la courbe de lumière est trop important pour produire un palier clairement visible dans la courbe de lumière et/ou la différence de flux entre les deux composantes est trop faible pour être détectée,
- La séparation entre les composantes est trop faible pour être résolue par notre instrumentation, même dans le cas de contacts présentant une géométrie favorable.

Un sous-ensemble important de ces étoiles appartient à la classe OCC, qui sont des étoiles doubles découvertes par la technique des occultations par la Lune (occultation binaires). La plupart de ces étoiles restent non confirmées, bien que certaines aient fait l'objet de plusieurs observations au fil des années. Les raisons pouvant expliquer l'absence de détection de duplicité dans les observations, mentionnées au paragraphe précédent, restent valables pour ces étoiles.

La table I contient le cas d'une étoile, OCC 721, avec deux courbes de lumière obtenues depuis des sites d'observation différents par des observateurs différents, qui présentent ce qui semble être des paliers nets et constitueraient ainsi une confirmation de la duplicité (figure 2). Les deux courbes de lumière indiquent une séparation projetée cohérente entre les composantes, d'environ 20 mas. Cependant, les paliers sont trop brefs et, plus important encore, l'identification des composantes ne peut être établie avec certitude. Toute tentative d'estimation de l'astrométrie relative de l'étoile conduirait à plusieurs solutions possibles et, de plus, la faible distance séparant les stations d'observation entraînerait de très grandes incertitudes. En conséquence, nous nous abstenons pour l'instant de pousser l'analyse plus avant et nous nous contentons de signaler la possibilité que les observations rapportées constituent une confirmation de la duplicité de cette étoile, découverte en 1987 et restée non confirmée jusqu'à ce jour.

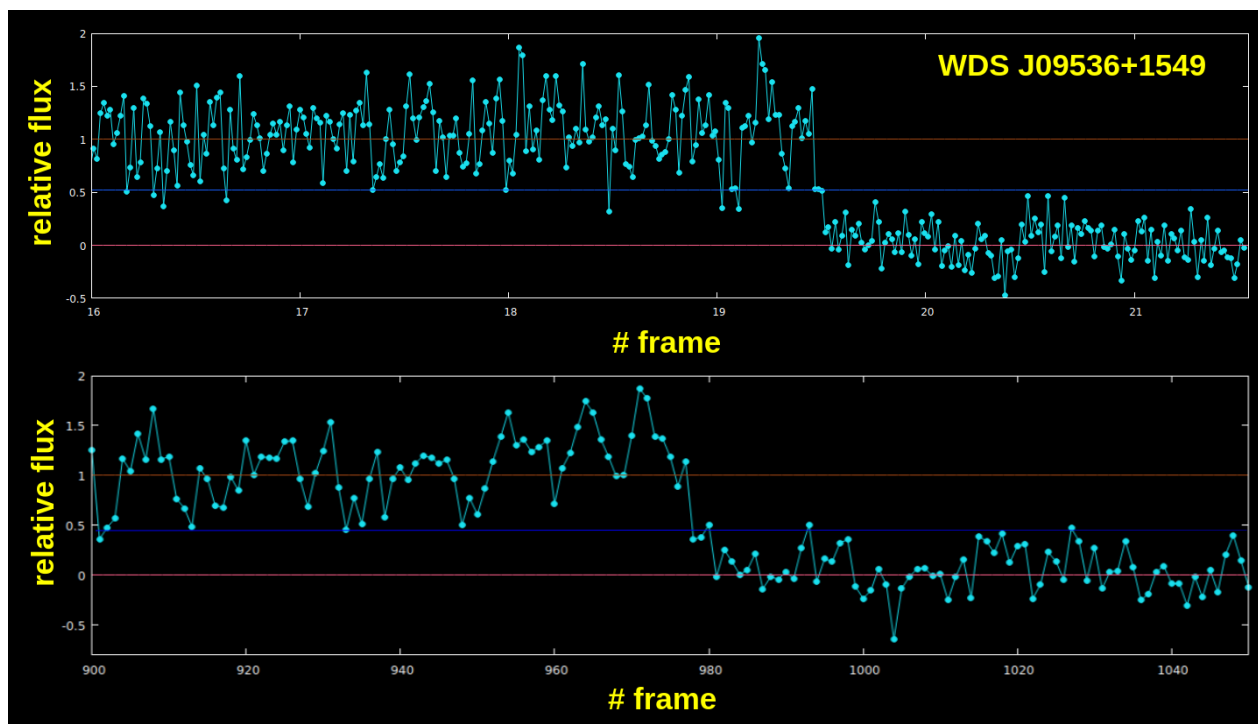


Figure 2. Courbes de lumière de WDS J09536+1549 (OCC 721), obtenues par J. de Elías (en haut), depuis Majadahonda (Espagne), et par E. Velasco (en bas), depuis Miraflores de la Sierra (Espagne), montrant des structures intermédiaires indiquant l'existence d'un compagnon. La proximité des deux stations d'observation, ainsi que l'incertitude liée à l'identification des composantes (les paliers correspondent à un niveau de flux proche de 50 %), ne permettent pas d'estimer l'astrométrie relative de l'étoile. Ces observations pourraient constituer une confirmation de la duplicité de cette étoile, restée jusqu'à présent non confirmée.

Cependant, le cas qui vient d'être mentionné constitue une exception, et, le taux global de détection de papiers dans les courbes de lumière est beaucoup trop faible par rapport à celui observé pour les autres étoiles du catalogue WDS. Cette situation est d'autant plus surprenante que ces étoiles ont précisément été découvertes grâce à la technique des occultations par la Lune.

La valeur moyenne des O-C (en prenant la valeur absolue des résidus et en excluant les deux résidus les plus élevés) pour les observations d'étoiles OCC est toutefois de 53mas, valeur nettement supérieure à celle attendue pour des étoiles simples, évaluée à 19mas en tenant compte des incertitudes observationnelles actuelles et de la précision des calculs du projet OLED.

Il existe donc des raisons de penser qu'une partie des étoiles OCC ne sont pas de véritables étoiles doubles (physiques ou optiques), en particulier celles découvertes visuellement dans les années 1930. En revanche, les autres sont probablement hors de portée de nos moyens d'observation actuels. Il faut en effet rappeler qu'un grand nombre de ces étoiles ont été découvertes dans les années 1970 et 1980 à l'aide de grands télescopes et d'instruments professionnels.

Même lorsqu'aucune duplicité n'est visible dans la courbe de lumière, celle-ci peut néanmoins laisser une signature dans la valeur O-C, c'est-à-dire dans le décalage entre la position mesurée de l'étoile et sa position catalogue ajustée à l'époque d'observation en appliquant un mouvement rectiligne uniforme.

Légende de la Table I :

WDS : index du couple dans le WDS Catalog

Nom : Nom « découvreur » du couple

Époque J : époque julienne de l'observation

Obs : trigramme des observateurs

O-C : distance angulaire en seconde d'arc entre la position observée (O) et la position catalogue (C)

Date : date de la dernière mesure dans le WDS Catalog

Rh δ : séparation du couple pour la dernière mesure du WDS Catalog

Notes : commentaires sur l'observation.

Notes types :

- (1) Couple OCC figurant dans le WDS avec un nombre de mesure égal à 0, signifiant que la duplicité est supposée sans qu'aucune mesure astrométrique n'ait pu être réalisée
- (2) Pas encore confirmée comme étoile double
- (3) Résidus anormalement élevés
- (4) Seule la composante A est observée
- (5) Extinction progressive de la courbe de lumière

Table I : Étoiles sans solution astrométrique

WDS	Nom	Époque J	Obs	O-C (")	Année	Rh δ (")	Notes
J03489+2351	OCC9085	2024.127 2024.651	PM1 RJL	-0.002 -0.016	2010	0.019	(1), (2), $\Delta m=2.9$
J08560+2142	OCC 716	2024.292 2024.292	RJL PMP	-0.041 -0.026	1987		(1), (2)
J09396+1823	COU 387	2024.294	JAI	-0.014	2022	0.56	
J07403+2621	COU1248	2024.363	PM3	+0.239	2018	0.351	(3)
J13070-0802	OCC 143	2024.382	PMP	-0.045	1931		(2)
J09067+2031	OSO 25	2024.442	FGA	+0.026	2015	81.81	(4), Composante B trop faible (mag 16.4).
J09536+1549	OCC 721	2024.445 2024.445	EVC JDE	-0.009 -0.006	1987		Paliers très brefs dans les deux courbes de lumière ; possible première confirmation de la duplicité.
J13152-1004	A 2781	2024.532	EV1	-0.011	2023	0.72	(4), composante B trop faible (mag 12.3).
J21406-1854	OCC9197	2024.557 2024.557	JAI EV1	+0.012 -0.003	2001		(2)

WDS	Nom	Époque J	Obs	O-C (")	Année	Rh θ (")	Notes
J00254+0156	STT 8	2024.566 2024.566	RJL JMR	-0.008 +0.003	1840		(2), $\Delta m=3.2$, étoile double douteuse découverte en 1840.
J18050-2935Aa,Ab	BLM 5	2024.622	PWU	-0.054	2022	0.165	
J03492+2403Aa1,2	MKT 12	2024.651	RJL	+0.019	2000	0.013	(5)
J03492+2403Aa,Ab	STF 453	2024.651	RJL	+0.019	1929	0.46	(5), $\Delta m=3.0$
J14575-2125AB	HN 28	2024.688	JMR	+0.004	2020	26.194	(4), composante B non observée.
J15481-2513	HDS2226	2024.691	JMR	+0.017	2022	0.18	Conditions médiocres dues au crépuscule
J06333+2805	OCC 737	2024.733	JMR	-0.007	1988		(1),(2)
J03284+2248Aa,Ab	BAG 2	2025.025	RCA	-0.001	2008	0.081	
J06456+2740	OCC 233	2025.033	JMR	-0.027	1968	0.12	(1),(2)
J01326+1153	OCC 426	2025.094	RC1 PLA FGA	-0.043 +0.016 -0.018	1976	0.06	(1),(2), un palier incertain dans l'observation de PLA.
J01320+1150AB	OCC 391	2025.094	FGA JDE PLA	-8.114 -2.851 -0.708	2020	2.914	(3)
J01322+1142	A 2215	2025.094	FGA	-0.053	2016	1.68	(4), composante B trop faible (mag 11.8)
J08077+2444	OCC 715	2025.186	FGA	-0.018	1987	0.1	(1),(2)
J08081+2443	OCC 159	2025.187	FGA	-0.016	1932		(1),(2)
J03463+2411AB,C	S 437	2025.249	FGA	+0.054	2017	38.8	Non physique. Seule la composante C observée
J03448+2417 AC	HL 6 AC	2025.249	FGA	+0.009	2011	217.622	(4), composante B trop faible (mag 11.5)
J03456+2420Ba,Bb	COU 560	2025.250	FGA	+0.017	2015	0.151	
J03458+2422Aa,Ab	OCC 248	2025.250	FGA	+0.026	1988	0.016	(1),(2)
J11082+0634	HJ 839	2025.270	JAI	-0.037	2016	12.375"	(4)
J06330+2750	OCC 720	2025.332 2025.332 2025.855	JDE PM4 RJL	+0.129 -0.026 -0.118	1987		(1),(2),(3)
J06333+2741	OCC 719	2025.332	PM4	-0.043	1987		(1),(2), palier possible dans la courbe de lumière
J12521-0831	OCC 451	2025.427	PLA	-0.018	1976	0.2	(1),(2)
J17133-2908	OCC 744	2025.592	PM5	-0.039	1988		(1),(2)
J17148-2855	OCC 745	2025.592	PM5	-0.005	1988		(1),(2)
J02551+2048	OCC 749	2025.696	RJL	+0.014	1988		(1),(2)
J05420+2746	OCC 738	2026.153	FGA RC1	+0.006 +0.015	1988		(1),(2)
J05346+2754	OCC 711	2026.153	PLA JFC	-0.056 -0.031	1986		(1),(2)
J05444+2744AB	STF 779	2026.153	FGA RJ1	+0.003 +0.028	2015	8.588	Non physique, (4)
J15555-2616	TOK 790	2026.261	FGA	-0.005	2022	0.801	$\Delta m=3.8$
J09090+1728	ONL 1	2026.312	PLA	-0.026	1970	0.005	Une seule observation sans mesure dans le WDS

2.2 Étoiles avec solution astrométrique unidimensionnelle

Durant la période couverte par ce rapport, neuf étoiles doubles ont été observées à une seule reprise et ont présenté des courbes de lumière avec un palier, permettant d'obtenir une solution 1D (Table II). Cinq d'entre elles correspondent à des étoiles doubles dont l'orbite est connue (deux de grade 2 et trois de grade 4). Ces solutions ne fournissent pas directement une position astrométrique dans le plan xy (Nord-Est), mais imposent une contrainte sur les deux coordonnées sous la forme d'une droite. La distance angulaire minimale entre cette droite et la position orbitale prédite permet de définir une valeur de O-C. Celle-ci est indiquée dans la colonne « Notes ». Des graphiques de ces étoiles, extraits du catalogue ORB6 [6], avec la solution unidimensionnelle superposée, sont présentés à la suite du tableau.

Comme mentionné dans l'introduction, les solutions 1D sont importantes, car elles peuvent être combinées avec de futures solutions pour fournir des positions astrométriques complètes en deux dimensions. Elles peuvent également être utilisées pour contraindre l'orbite lors d'analyses ultérieures.

Les faibles valeurs de O-C obtenues témoignent de la qualité des observations et de leur analyse. On remarque que les valeurs de O-C ainsi définies sont plus faibles pour les orbites de grade 2 que pour celles de grade 4, ce qui est également cohérent avec la qualité élevée de nos résultats et avec la précision généralement meilleure des orbites de grade 2 par rapport à celles de grade 4.

Légende de la Table II :

WDS : index du couple dans le WDS Catalog

Nom : Nom « découvreur » du couple

Époque J : époque julienne de l'observation

Rh \hat{o} min : distance angulaire minimale en seconde d'arc entre la solution 1D et la position calculée

Th \hat{e} ta : intervalle possible de l'angle de position déduit de la solution 1D, lequel couvre un demi-cercle

Obs. : trigramme des observateurs

Orb. : valeur du grade de l'orbite si celle-ci existe

Notes : commentaires sur l'observation : physique ou non (d'après le WDS), dernière mesure du WDS, O-C dans le cas de double ayant fait l'objet d'un calcul d'orbite.

Table II : Étoiles avec solution astrométrique unidimensionnelle

WDS	Nom	Époque J	Rh \hat{o} min (")	Th \hat{e} ta (°)	Obs.	Orb.	Notes
J06389+2748AB	STT 151	2024.360	25.232 \pm 0.972	16.0-196.0	JDE	-	Non physique, dernière mesure : 2015, 28.709", 130.5°
J07128+2713AB	STF 1037	2024.810	0.406 \pm 0.037	154.4-334.4	JMR	2	Physique, dernière mesure : 2024, 0.690", 298.50° O-C=17 mas.
J23092-0719	STF 2980	2025.011	2.146 \pm 0.107	356.3-176.3	BGA	-	Physique, dernière mesure : 2016, 4.613", 107.9°
J02411+1848	STF 291	2025.022	3.231 \pm 0.054	39.1-219.1	FGA	-	Physique, dernière mesure : 2020, 3.388", 117.8°
J06200+2826AB	BU 895	2025.107	0.057 \pm 0.018	128.3-308.3	JDE	2	Physique, dernière mesure : 2023, 0.129", 277.2°
J05270+2737AB	HO 226	2025.329	0.5020258 \pm 0.046	43.2-223.2	RCA	4	Physique, dernière mesure : 2025, 0.590", 95.70°, O-C=29 mas.
J03463+2411	BU 536	2025.699	0.317 \pm 0.028	354.6-174.6	WUE	4	Physique, dernière mesure : 2016, 1.090", 177.80° O-C= 247 mas
J04385+2656AB	STF 572	2026.151	0.138 \pm 0.123	186.9-6.9	RJ1	4	Physique, dernière mesure : 2021, 4.469", 188.30° O-C=62 mas.
J06034+2738AB	STF 830	2026.303	11.122 \pm 0.324	187.1-7.1	PLA	-	Non physique, dernière mesure : 2019, 11.412", 263.70°
J06034+2738AC	STF 830	2026.303	0.967 \pm 0.928	186.0-6.0	PLA	-	Physique, dernière mesure : 2017, 25.51", 188.8°

La figure 3 illustre le cas de 4 couples orbitaux pour lesquelles une solution unidimensionnelle a pu être déduite des observations d'occultations par la Lune. Ces graphiques ont été élaborés à partir de ceux contenus dans le catalogue Orb6 [6].

La position possible du compagnon figure sous la forme d'une ligne verte.

Le symbole carré orange indique la position de l'étoile secondaire à l'époque de l'observation, telle qu'elle est donnée par l'orbite théorique.

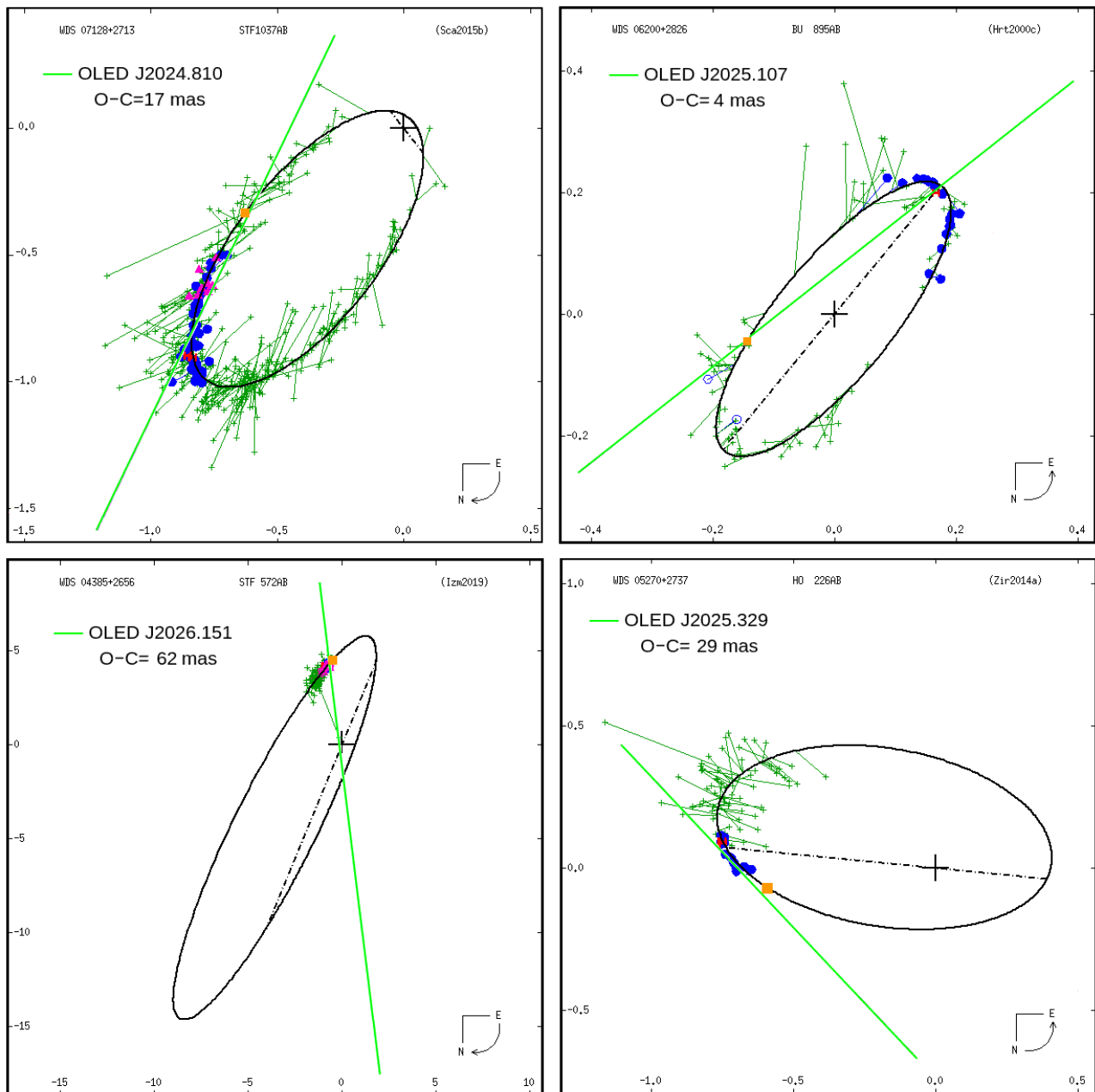


Figure 3. Graphiques montrant les mesures et les orbites telles qu'elles apparaissent dans le catalogue WDS pour quatre des étoiles étudiées : WDS J07128+2713 (observateur : JMR), J06200+2826 (JDE), J04385+2656 (RJ1) et J05270+2737 (RCA). Les solutions unidimensionnelles obtenues à partir de nos observations d'occultations par la Lune sont superposées (ligne verte). Le symbole carré orange indique la position de l'étoile secondaire à l'époque de l'observation, telle qu'elle est donnée par l'orbite calculée. La valeur de O-C est définie comme la distance angulaire minimale entre la position calculée et la solution unidimensionnelle. Les deux étoiles de la rangée supérieure possèdent des orbites de grade 2, tandis que celles de la rangée inférieure ont des orbites de grade 4. Comme on pouvait s'y attendre, les valeurs de O-C sont plus grandes pour ces dernières (voir la table VII pour les noms complets et la localisation des stations des observateurs).

2.3 Étoiles avec solution astrométrique bidimensionnelle

La table III ci-dessous regroupe les étoiles pour lesquelles une astrométrie complète (séparation relative et angle de position) a pu être déterminée grâce à un nombre suffisant d'observations. Bien que cette liste soit encore courte, nous souhaitons souligner l'intérêt de la technique des occultations par la Lune, qui permet de mesurer des séparations très faibles, inaccessibles aux techniques d'imagerie directe et d'interférométrie des tavelures réalisées avec une instrumentation d'amateur.

Nous espérons que, grâce à la poursuite des observations par les membres du projet OLED, certaines des solutions 1D présentées dans la Table II pourront être utilisées ultérieurement et ainsi d'obtenir l'astrométrie complète de ces couples.

Légende de la Table III :

WDS : index du couple dans le WDS Catalog

Nom : Nom « découvreur » du couple

Époque J : époque julienne de l'observation

Obs. : trigramme des observateurs

Rhô : distance angulaire mesurée entre les composantes

Thêta : angle mesuré entre le Pôle Nord Céleste et la ligne reliant les deux composantes

Notes : commentaires sur l'observation.

Table III : Étoiles avec solution astrométrique bidimensionnelle

WDS	Nom	Époque J	Obs.	Rhô (")	Thêta (°)	Notes
J05450+2812	COU 762	2024.133	JAI, JDE	0.23 ± 0.03	79.9 ± 4.6	Nature incertaine, dernière mesure : 2016 : 0.15", 51.7° 18 observations
J09415+1753	A 2481	2024.294	JAI, JDE, ASC, PBE, PLA	0.32 ± 0.06	330.8 ± 8.6	Nature incertaine, dernière mesure : 2017, 0.361", 339.7° 23 observations
J11061+0702	STF 1507	2024.524	JDE, JAI, JMA, JMR	9.34 ± 0.73	185.3 ± 22.4	Binaire physique sans orbite, dernière mesure : 2016, 8.454", 165.1° 39 observations
J19025-2839AB	HLD 33	2024.850	FGA, JDE, RJL	2.160 ± 0.030	57.49 ± 2.0	Nature incertaine, dernière mesure : 2016, 2.183", 52.8° 26 observations
J21537-1645AB	HJ 615	2024.858	EV1, GAV, PM4	11.97 ± 1.17	65.0 ± 2.0	Binaire physique sans orbite, dernière mesure : 2016, 12.459", 66.1° 21 observations
J03334+2322AC	STT 57	2025.025	JDE, RCA	69.418 ± 0.008	33.3 ± 0.1	Nature incertaine, dernière mesure : 2017, 68.7", 33.1° 43 observations
J02589+2137	BU 525	2025.697 2025.697 2025.997	EV1 RJL JMR	0.48 ± 0.05 (J2025.797)	284.3 ± 5.0 (2025.797)	Binaire physique avec orbite de grade 4, O-C (p) = -55 mas, O-C (θ) = 5.3° 196 observations
J02592+2120AB	STF 333	2025.697 2025.697 2025.997 2025.997	EV1 RJL JMR KGU	1.40 ± 0.12 (J2025.847)	210.3 ± 11.1 (J2025.847)	Binaire physique avec orbite de grade 4, O-C (p) = 125 mas, O-C (θ) = -0.2° 471 observations
J18560-2808	SEE 364	2025.82	FGA, RJ1, GAV	0.93 ± 0.13	128.7 ± 8.3	Nature incertaine, dernière mesure : 2016, 0.915", 126.5° 21 observations
J06364+2717	STT 149	2026.155	FGA, GAV, PLA	0.66 ± 0.06	266.2 ± 1.8	Binaire physique avec orbite de grade 2, O-C (p) = -33 mas, O-C (θ) = -4.5° 179 observations

Quelques explications peuvent être données pour justifier les incertitudes élevées de certaines mesures. La cause majeure réside dans la proximité géographique des stations d'observations. L'occultation intervient alors sur des zones voisines du limbe lunaire qui se présente aux deux observateurs sous des inclinaisons peu différentes. Parfois les irrégularités du relief lunaire peuvent malencontreusement aussi aboutir au même effet, même pour des stations éloignées.

La figure 4 montre l'astrométrie de WDS J02589+2137, un couple dont l'orbite est de grade 4 et qui nécessite de nouvelles mesures susceptibles de conduire à son amélioration.

La figure 5 présente une nouvelle mesure de J06364+2717, une étoile double dont l'orbite, de grade 2, est bien déterminée. Cette étoile avait déjà été mesurée par notre groupe il y a trois ans (J2023.163), mais les courbes de lumière étaient affectées par un niveau de bruit élevé, ce qui avait dégradé la qualité de la mesure et conduit à une valeur de O-C de 199 mas. La nouvelle observation ramène cette valeur à 61 mas. Notons qu'entre les deux observations, l'orbite calculée prédit une diminution de 25 mas de la séparation ρ et de 3° de l'angle de position θ , des variations largement supérieures aux incertitudes estimées pour la mesure de J2023.163.

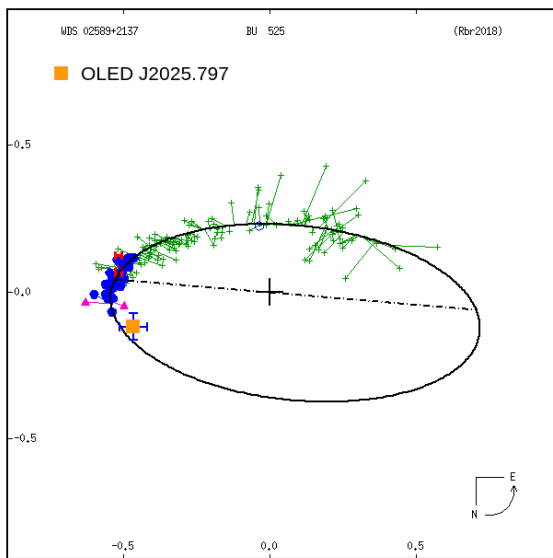


Figure 4. Orbite de WDS J02589+2137, montrant l'ensemble des mesures astrométriques obtenues à ce jour ainsi que l'orbite actuellement adoptée, classée au grade 4. La période orbitale est de 505 ± 126 ans. La nouvelle mesure issue du projet OLED est indiquée par un carré orange, accompagné de son incertitude estimée. Cette mesure, ainsi que de futures observations, contribuera à une meilleure détermination des paramètres orbitaux.

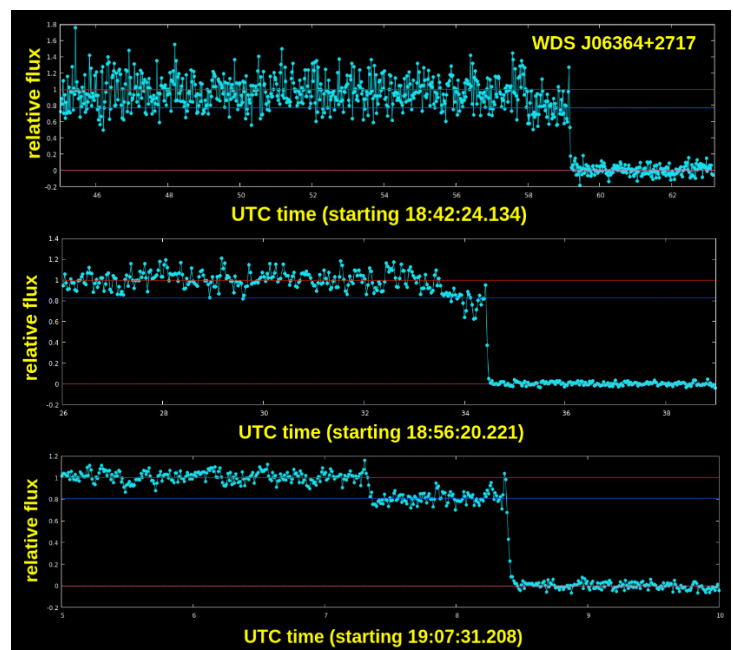
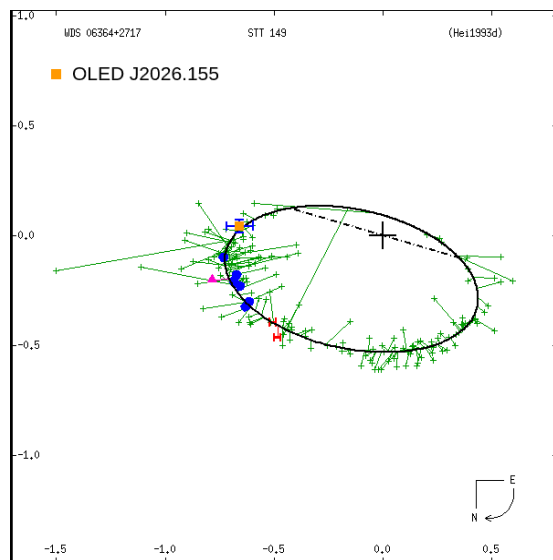


Figure 5. À gauche, orbite de WDS J06364+2717, une étoile double dotée d'une orbite bien déterminée de grade 2. La nouvelle mesure obtenue dans le cadre du projet OLED est indiquée par un carré orange, avec les incertitudes associées. La mesure OLED est très proche de la position orbitale prédite ($O-C=61$ mas). À droite : les 3 courbes de lumière ayant permis de produire la mesure, obtenues respectivement par FGA, GAV et PLA (voir la table VII pour les noms complets et la localisation des stations des observateurs).

2.4 Étoiles du catalogue Gaia DR3 Non-Single-Star

La Table IV résume les résultats obtenus pour des étoiles figurant dans le catalogue Gaia DR3 des étoiles non simples (Gaia DR3 NSS). Ces étoiles constituent un ensemble d'objets non résolus par Gaia mais présentant un mouvement accéléré, ainsi que d'étoiles non résolues dont les observations ont néanmoins permis un ajustement orbital. Ces étoiles sont d'excellentes candidates pour une confirmation de duplicité par la technique des occultations par la Lune.

Malheureusement, parmi les 12 étoiles observées, une seule des courbes de lumière obtenues a montré une duplicité. Dans le cas favorable de cette étoile, PPM157155, nous avons pu obtenir une solution 1D qui a fourni une limite inférieure pour la séparation entre les composantes de seulement 7 mas (figure 6).

Cependant, la valeur moyenne de $O-C$ (en prenant la valeur absolue des résidus) pour les 11 observations restantes est de 41 mas, soit plus du double de la valeur attendue pour des étoiles simples ne présentant aucune accélération (19 mas compte tenu des incertitudes observationnelles actuelles et de la précision des calculs du projet OLED).

Même lorsqu'aucune duplicité n'est visible dans la courbe de lumière, celle-ci peut néanmoins laisser une signature dans la valeur de O-C, en raison du décalage de l'étoile par rapport à sa position de catalogue, laquelle est calculée en supposant un mouvement rectiligne uniforme.

Ce résultat suggère que la plupart des étoiles observées présentent effectivement un mouvement accéléré, comme l'indique l'analyse détaillée des mesures de Gaia (catalogue Gaia DR3 NSS), et que le modèle standard de mouvement rectiligne uniforme adopté dans le catalogue principal Gaia DR3 n'est pas adapté à ces étoiles.

Malheureusement, il semble que notre précision actuelle ne soit pas suffisante pour détecter la duplicité de la plupart de ces étoiles, soit parce que leur séparation est beaucoup trop faible, soit parce que les compagnons sont invisibles ou trop faibles pour laisser une trace détectable dans nos courbes de lumière.

Les occultations d'étoiles du catalogue Gaia DR3 NSS continueront à être suivies par le projet OLED. Une analyse fondée sur un ensemble plus important d'occultations sera présentée ultérieurement dans un article spécifique.

Légende de la Table IV :

Gaia DR3 : Identification dans le catalogue Gaia DR3

Autre désignation : désignation dans le catalogue PPM

Mag. : magnitude dans la bande V issue du catalogue Tycho-2

Époque J : époque julienne de l'observation

Obs. : trigramme des observateurs

O-C : distance angulaire entre la position observée et la position catalogue corrigée linéairement pour l'époque d'observation. Permet de confirmer le mouvement accéléré de l'étoile, signe d'une possible duplicité.

Notes : commentaires sur l'observation.

Notes types :

- (1) Aucune duplicité n'a été mise en évidence sur la courbe de lumière
- (2) La valeur O-C est anormalement élevée ce qui peut indiquer un mouvement fortement accéléré
- (3) La valeur O-C est modérément élevée ce qui peut indiquer un mouvement accéléré

Table IV : Étoiles du catalogue Gaia DR3 Non-Single-Star

Gaia DR3	Autre désignation	Mag.	Époque J	Obs.	O-C (")	Notes
2552505046902931456	PPM 143909	+9.84	2023.968	PLA JFC	+0.006 +0.023	(1)
6281196847844716288	PPM 229373	+8.23	2024.089	RJL	-0.013	(1)
621234686852604800	PPM 126703	+9.76	2024.294	PLA	-0.093	(1), (2)
2547462686579647488	PPM 143536	+9.33	2024.566	RJL	-0.002	(1)
3443303009514918784	PPM 094795	+8.42	2025.031	RJL	-0.055	(1), (3)
62595098187250048	PPM 092444	+8.62	2025.099	PLA	+0.025	(1), (3)
108606322618018432	PPM 092117	+9.43	2025.697	RJL	-0.024	(1), (3)
6833012455032730240	PPM 238645	+8.73	2025.904	PLA	+0.041	(1), (3)
2741005178634577664	PPM 143326	+9.14	2025.989	PLA	+0.022	(1), (3)
150694566874541824	PPM 093355	+7.18	2026.224	PLA	-0.149	(1), (2)
676485975078637056	PPM 098528	+8.34	2026.309	PLA	-0.108	(1), (2)
3865532551368281984	PPM 157155	+8.20	2026.317	WUE	-0.055	Duplicité mise en évidence, solution 1D obtenue : séparation projetée de $0.007'' \pm 0.004''$

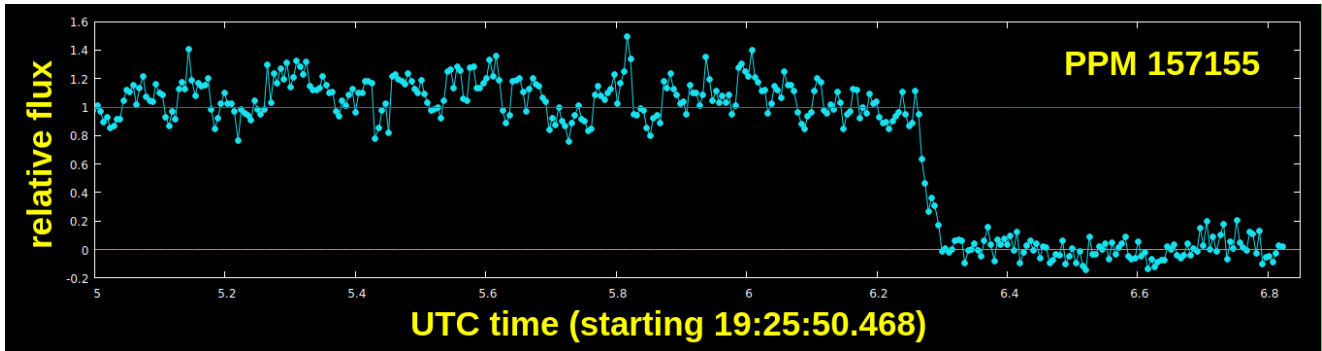


Figure 6. Courbe de lumière obtenue pour PPM157155 (WUE), montrant un discret palier. L'étoile n'est pas référencée dans le WDS en tant que couple, mais contenue dans la base de données de l'IOTA par suite d'une précédente observation par occultation. Le projet OLED a pu confirmer sa duplicité, et proposer une solution 1D avec une séparation minimale de seulement 7mas.

2.5 Étoiles simples

La table V regroupe l'ensemble des occultations d'étoiles simples observées, aucune d'entre elles ne montrant le moindre signe de duplicité. La plupart de ces étoiles appartiennent au catalogue PPM (*Position and Proper Motion*). Pour les rares étoiles qui n'y figurent pas, c'est la référence du catalogue Tycho qui est fournie.

Le suivi des étoiles simples présente un réel intérêt, car certaines d'entre elles pourraient révéler des indices de duplicité. De plus, plusieurs observations réalisées sur une période de quelques années peuvent conduire à une mesure astrométrique précise. Celle-ci peut, dans certains cas, mettre indirectement en évidence la présence possible d'un compagnon non résolu ou invisible si l'étoile présente un mouvement accéléré. C'est notamment le cas lorsque la position déduite de l'observation n'est pas compatible avec celle prédite par le modèle de mouvement rectiligne uniforme adopté par le catalogue Gaia.

Légende de la Table V :

Identifiant : identifiant dans le catalogue PPM ou, à défaut, dans le catalogue Tycho

Mag. : magnitude dans la bande V issue du catalogue Tycho-2

Époque J : époque de l'observation en date julienne

Obs. : trigramme des observateurs

O-C : distance angulaire entre la position observée et la position catalogue corrigée linéairement pour l'époque d'observation. Permet de détecter un mouvement accéléré de l'étoile.

Notes: (1) dans le cas où la valeur O-C est significativement élevée, ce qui peut mettre en évidence un mouvement accéléré. La valeur seuil adoptée est de 50mas.

Table V : Étoiles simples

Identifiant	Mag.	Époque J	Obs.	O-C (")	Notes
PPM 117669	+7.05	2023.897	RJL	-0.006	
PPM 117672	+8.77	2023.897	RJL	+0.000	
PPM 126511	+9.00	2023.920	RJL	+0.021	
PPM 239845	+7.31	2023.960	RJL	-0.038	
PPM 239849	+9.06	2023.960	RJL	-0.018	
PPM 208117	+9.19	2023.965	RJL	-0.060	(1)
PPM 208164	+10.08	2023.965	RJL	-0.031	
PPM 143903	+9.86	2023.968	PLA	-0.001	
PPM 117500	+8.38	2023.971	RJL	+0.006	
PPM 092249	+7.50	2024.050	FGA	-0.015	
PPM 144274	+8.66	2024.119	FGA	-0.028	
PPM 092822	+8.45	2024.127	FGA	+0.071	(1)
PPM 092855	+8.67	2024.127	FGA	+0.103	(1)
PPM 098501	+9.20	2024.215	JFC	-0.016	
PPM 098550	+9.36	2024.215	JFC	+0.218	(1)
PPM 095386	+8.64	2024.283	FGA	-0.023	
PPM 095409	+9.51	2024.283	FGA	+0.088	(1)
PPM 126914	+8.54	2024.445	EVC	+0.005	

Identifiant	Mag.	Époque J	Obs.	O-C (")	Notes
PPM 195845	+6.26	2024.456	EVC	+0.000	
PPM 157512	+7.27	2024.524	JMR	-0.004	
PPM 157485	+4.62	2024.524	JMR	+0.001	
PPM 195582	+8.95	2024.529	EV1	+0.007	
PPM 269427	+8.60	2024.625	EV1	-0.012	
PPM 269382	+9.15	2024.625	EV1	-0.019	
PPM 271594	+8.87	2024.705	FGA	-0.094	(1)
PPM 736411	+10.32	2024.705	FGA	+0.000	
PPM 271596	+7.52	2024.705	FGA	-0.031	
PPM 098263	+8.18	2024.812	FGA	+0.028	
PPM 269223	+8.84	2024.849	FGA	-0.001	
PPM 269241	+10.06	2024.849	EV1	-0.030	
PPM 270566	+7.94	2024.852	EV1	-0.040	
PPM 270566	+7.94	2024.852	FGA	+0.058	(1)
PPM 270516	+4.85	2024.852	JMR	+0.043	
PPM 270516	+4.85	2024.852	FGA	+0.076	(1)
PPM 270571	+9.77	2024.852	EV1	+0.020	
PPM 270612	+8.27	2024.852	EV1	+0.013	
PPM 239467	+7.93	2024.852	EV1	+0.011	
PPM 239502	+8.59	2024.852	EV1	-0.020	
PPM 239091	+6.88	2024.932	EV1	-0.021	
PPM 239074	+8.92	2024.932	EV1	-0.012	
PPM 239101	+7.17	2024.932	EV1	+0.004	
PPM 117774	+7.45	2024.945	FGA	-0.014	
PPM 174650	+7.27	2025.014	FGA	+0.018	
PPM 181730	+6.84	2025.014	FGA	+0.028	
PPM 143942	+7.49	2025.017	FGA	-0.010	
PPM 144008	+8.87	2025.017	FGA	-0.032	
PPM 117606	+8.58	2025.019	FGA	-0.012	
PPM 117613	+9.25	2025.020	FGA	+0.016	
PPM 092667	+6.73	2025.025	FGA	-0.022	
TYC 617-186-1	+10.34	2025.093	FGA	+0.027	
TYC 617-1049-1	+10.29	2025.093	FGA	+0.014	
TYC 617-366-1	+10.76	2025.093	FGA	-0.010	
TYC 617-63-1	+10.47	2025.093	FGA	+0.030	
PPM 117936	+9.67	2025.170	FGA	+0.041	
PPM 092783	+8.22	2025.249	FGA	+0.009	
PPM 092795	+9.11	2025.249	FGA	-0.093	(1)
PPM 092843	+7.92	2025.250	FGA	+0.000	
PPM 096884	+8.96	2025.258	FGA	+0.015	
PPM 099039	+8.64	2025.263	FGA	-0.001	
PPM 127417	+6.63	2025.269	FGA	-0.024	
PPM 157349	+7.38	2025.345	FGA	-0.016	
PPM 195907	+9.60	2025.427	JDE	-0.012	
PPM 228288	+8.58	2025.507	EV1	-0.006	
PPM 228298	+7.68	2025.507	EV1	-0.042	
PPM 264656	+7.74	2025.512	EV1	-0.036	
PPM 267274	+7.89	2025.668	EV1	-0.013	
PPM 267279	+8.31	2025.668	EV1	-0.030	
PPM 267271	+8.28	2025.668	EV1	-0.068	(1)
PPM 269119	+9.43	2025.821	RJ1	-0.047	
PPM 143221	+7.51	2025.838	RJ1	+0.027	
PPM 143220	+8.16	2025.838	RJ1	-0.007	
PPM 095875	+8.34	2025.855	RJL	-0.026	
PPM 238645	+8.73	2025.904	PLA	+0.041	
PPM 094560	+8.25	2026.153	FGA	+0.002	
PPM 094237	+9.32	2026.227	FGA	-0.015	
PPM 094254	+8.68	2026.227	GAV	+0.019	
PPM 094294	+6.33	2026.227	FGA GAV	-0.024 -0.044	
TYC 1855-232-1	+9.92	2026.227	FGA	+0.039	
PPM 094231	+9.07	2026.227	FGA	-0.009	
PPM 095838	+9.84	2026.229	JAI	-0.029	

Identifiant	Mag.	Époque J	Obs.	O-C (")	Notes
PPM 095875	+8.34	2026.230	EV1	-0.085	(1)
PPM 095463	+9.49	2026.304	FGA	+0.020	
PPM 098432	+8.03	2026.309	PLA	-0.014	
PPM 098470	+9.29	2026.309	PLA	-0.052	(1)
PPM 098488	+8.78	2026.309	PLA	+0.004	
PPM 098545	+8.46	2026.309	PLA	-0.054	(1)
TYC 1927-1035-1	+10.30	2026.309	PLA	-0.009	
PPM 126124	+8.17	2026.312	PLA	-0.015	
PPM 126146	+9.03	2026.312	PLA	-0.045	

2.6 Contributeurs

Table VI : liste des observateurs ayant contribué aux mesures présentées dans ce rapport et localisation de leurs stations d'observation

Acronyme	Nom	Lieu
ASC	Esteban Donate	Vega del Codorno, Cuenca (Espagne)
BGA	Bernat Garreta	Sant Guim de Freixenet, Lleida (Espagne)
EVC	Enrique Velasco	Miraflores de la Sierra (Espagne)
EV1	Enrique Velasco	Becerril de la Sierra (Espagne)
FGA	Faustino García	Valdés, Asturias (Espagne)
GAV	Gonzalo Arrarás	Arizaleta, Navarra (Espagne)
JAI	Jaime Izquierdo	Madrid (Espagne)
JDE	Javier de Elías	Majadahonda, Madrid (Espagne)
JFC	Jean-François Coliac	Marseille (France)
JMA	Josep Masalles	Vilanova i la Geltrú, Barcelona (Espagne)
JMR	Jordi Marco	Barcelona (Espagne)
KGU	Konrad Guhl	Brandenburg (Allemagne)
PBE	Pedro Benedicto	Madrid (Espagne)
PMP	Pablo Molina	Tenerife (Espagne)
PM1	Pablo Molina	Universidad de La Laguna, Tenerife (Espagne)
PM3	Pablo Molina	Santa Úrsula, Tenerife (Espagne)
PM4	Pablo Molina	Madrid (Espagne)
PM5	Pablo Molina	Tenerife (Espagne)
PLA	Philippe Laurent	Barjols (France)
PWU	Patrick Wullaert	Châtillon-sur-Loire (France)
RCA	Ricard Casas	Torroella, Girona (Espagne)
RC1	Ricard Casas	Sabadell, Barcelona (Espagne)
RJL	Rosendo Jorba	Caraquiz, Guadalajara (Espagne)
RJ1	Rosendo Jorba	Caraquiz, Guadalajara (Espagne)
WUE	Niko Wünsche	Biesenthal (Allemagne)

3. Conclusion

Le lecteur aura certainement constaté le nombre réduit de mesures complètes (ρ , θ) obtenues par le projet sur la période couverte par ce rapport. Cela résulte d'une baisse significative du nombre des observations, constatée notamment en 2025. Heureusement, nous constatons sur le début de l'année 2026 une hausse de celles-ci ainsi que l'arrivée de nouveaux observateurs en France, en Allemagne et au Royaume Unis. Nous pensons donc que l'année 2026 permettra de recueillir un nombre de mesures en hausse significative et nous espérons que cette tendance se maintiendra les années suivantes.

Ce second rapport montre encore le grand potentiel de la méthode d'observation d'étoiles doubles (ou potentiellement doubles) par occultation par la Lune. Rappelons que s'il ne faut pas en attendre la fourniture de résultats en masse, elle reste néanmoins très pertinente pour :

- Obtenir des mesures de couples très serrés inaccessibles par d'autres méthodes en utilisant une instrumentation d'amateur,
- Révéler des positions (α , δ) d'étoiles incompatibles avec un mouvement linéaire déduit des données Gaia DR3, ce qui peut être un signe de duplicité pour des couples trop serrés pour être mise évidence au travers de leur courbe de lumière.

Remerciements

Des ressources informatiques essentielles au projet OLED ont été mises à disposition par l'Universidad Autónoma de Madrid, que nous remercions chaleureusement.

La base de données astronomiques Simbad (CDS, Strasbourg) et les archives Gaia ont été largement utilisées pour la préparation des résultats présentés dans ce document. Le moteur de recherche du catalogue WDS et d'autres bases de données (<https://www.stelledoppie.it> ou <https://wdstool.com/>) ont également été très utiles à différents stades du projet. De même, ce travail a utilisé le catalogue d'étoiles doubles de Washington et le sixième catalogue d'orbites d'étoiles binaires visuelles, maintenus à l'USNO (United States Naval Observatory).

Enfin, nous aimerions remercier tout particulièrement les observateurs du projet OLED, sans les efforts et le dévouement desquels il aurait été impossible d'obtenir les résultats présentés dans ce rapport.

Références

[1] Projet OLED : Occultations d'étoiles doubles par La Lune - Rapport annuel #1 (2021-2024), E. Velasco et P. Laurent, Étoiles Doubles 8, 1 (Juin 2024)

[2] The Washington Double Star Catalog, <https://crf.usno.navy.mil/wdstext>

[3] Projet OLED : occultations d'étoiles doubles par la Lune, E. Velasco et P. Laurent, Étoiles Doubles 7, 2 (Décembre 2023)

[4] Projet OLED. Rapport technique n° 1. Méthodes d'analyse. E. Velasco
https://astroserver.ftmc.uam.es/oled/projectOLED_procedures.pdf

[5] Catalogue of Lunar Occultations-1D Solutions, <https://astro-oled.es/clo1d.html>

[6] Sixth Catalog of Orbits of Visual Binaries, <https://www.astro.gsu.edu/wds/orb6.html>



Enrique Velasco

Professeur titulaire de physique théorique de la matière condensée à l'Universidad Autónoma de Madrid, mes recherches couvrent la physique statistique des liquides complexes et la simulation informatique de systèmes dynamiques de particules et de champs. Je suis astronome amateur, membre de l'Agrupación Astronómica de Madrid depuis 1979 (actuellement responsable de la section de recherche). J'anime des cours sur le calcul astronomique pour les amateurs et j'observe le ciel, notamment les occultations lunaires.



Philippe Laurent

Ingénieur en électronique de formation, je suis astronome amateur depuis mon plus jeune âge. Membre de la Commission des étoiles doubles de la SAF depuis 2010, j'ai pu approfondir ce domaine de l'astronomie qui m'a toujours passionné et me consacrer à des travaux apportant une contribution scientifique, même modeste. Récemment, j'ai porté un intérêt particulier aux occultations d'étoiles doubles par la Lune.

ASTROMETRIE CCD ET ANALYSE PHYSIQUE D'UN ECHANTILLON DE CANDIDATES BINAIRES ECARTEES ISSUES DE GAIA/WDSS

CCD ASTROMETRY AND PHYSICAL ANALYSIS OF SELECTED GAIA/WDSS WIDE BINARY CANDIDATES

Rafael Benavides Palencia

Agrupación Astronómica de Córdoba

rafaelbenpal@gmail.com

Résumé

Nous présentons les mesures astrométriques CCD et la caractérisation d'un échantillon de 14 couples écartés très probablement physiques identifiés à partir de critères de cohérence astrométrique issus de Gaia DR3. Treize des systèmes étudiés sont identifiés avec des entrées du Washington Double Star Supplement (WDSS) et des catalogues modernes associés, tandis qu'une autre paire probablement physique n'apparaît actuellement ni dans le WDS ni dans le WDSS. Les observations ont été obtenues à l'aide d'un télescope Celestron C14 équipé d'une caméra CCD QHY9. Les angles de position et les séparations angulaires ont été mesurés à l'aide du logiciel REDUC après un étalonnage astrométrique avec des étoiles de référence Gaia DR3. Les systèmes observés ont été analysés par comparaison avec l'astrométrie Gaia DR3, les mesures historiques et les données photométriques multi-bandes de plusieurs relevés modernes. L'échantillon sélectionné comprend des systèmes compacts, des binaires naines M de faible masse, des paires SUPERWIDE et d'éventuels systèmes du disque épais présentant une stabilité astrométrique à long terme et une cohérence cinématique remarquables. Le présent travail met en évidence l'intérêt constant d'observations CCD indépendantes pour la caractérisation et le suivi de candidates binaires identifiées dans les grands relevés astrométriques modernes.

Abstract

We present CCD astrometric measurements and physical characterization of a selected sample of 14 high-probability wide binary candidates identified through Gaia DR3 astrometric consistency criteria. Thirteen of the studied systems are cross-identified with entries from the Washington Double Star Supplement (WDSS) and related modern catalogs, while one additional highly probable physical wide pair does not currently appear in either WDS or WDSS compilations. Observations were obtained using a Celestron C14 telescope equipped with a QHY9 CCD camera. Position angles and angular separations were measured using the REDUC software package following astrometric calibration with Gaia DR3 reference stars. The observed systems were analyzed through comparison with Gaia DR3 astrometry, historical catalog measurements and multiband photometric data from several modern surveys. The selected sample includes compact systems, low-mass M-dwarf binaries, SUPERWIDE pairs and possible thick-disk systems exhibiting remarkable long-term astrometric stability and kinematic coherence. The present work illustrates the continued value of independent CCD observations for the characterization and follow-up of wide binary candidates identified in large modern astrometric surveys.

Keywords: binaries:visual, wide, astrometry, photometry, classification



1. Introduction

L'avènement de Gaia DR3 [1] a profondément transformé l'étude des systèmes binaires écartés en fournissant des données astrométriques et photométriques d'une précision sans précédent pour plus d'un milliard d'étoiles. La combinaison de parallaxes précises, de mouvements propres et d'une photométrie multi-bandes homogène a permis l'identification systématique de grandes populations de paires physiques candidates sur une large gamme de séparations angulaires et de masses stellaires.

Parallèlement aux études basées sur Gaia, plusieurs grandes compilations de candidates binaires écartées ont été produites ces dernières années à l'aide de techniques de sélection automatisées et de méthodes de validation statistique. Parmi celles-ci, le Washington Double Star Supplement (WDSS) intègre des millions de paires de candidats identifiées à partir de Gaia et d'autres relevés modernes [3][4][5][6], étendant le cadre WDS classique [2] vers des systèmes

beaucoup plus larges et plus faibles. Des catalogues tels que SUPERWIDE [5], SLoWPoKES [6] et d'autres inventaires basés sur Gaia ont démontré la richesse de cette population et son importance pour l'étude de la formation stellaire, de la dynamique galactique et de l'évolution des systèmes doubles.

Malgré l'énorme quantité de données disponibles, beaucoup de ces systèmes manquent encore de suivi d'observation indépendant, de mesures astrométriques récentes ou de discussions physiques. Dans ce contexte, les observations CCD obtenues avec des télescopes d'ouverture modérée continuent de fournir des informations complémentaires précieuses, notamment pour la confirmation de l'astrométrie relative, la stabilité à long terme et la cohérence photométrique des systèmes candidats.

Dans ce travail, nous présentons les mesures astrométriques et photométriques CCD d'un échantillon de candidates binaires physiques d'après des critères de cohérence astrométrique issus de Gaia DR3 et identifiés de manière croisée avec les entrées du WDSS et des catalogues associés. Les systèmes sélectionnés ont été choisis pour leur haut degré de cohérence en matière de parallaxe et de mouvement propre, ainsi que pour leur adéquation à l'observation directe CCD.

Pour chaque système, nous comparons nos mesures avec l'astrométrie de Gaia DR3 et les données historiques, notamment 2MASS, Pan-STARRS, WISE/CatWISE et d'autres inventaires modernes lorsqu'ils sont disponibles. Nous discutons également de la plausibilité physique des paires sur la base de leur cohérence cinématique, de leurs propriétés photométriques et de leurs paramètres astrophysiques dérivés des catalogues basés sur Gaia.

L'objectif de cette étude n'est pas l'identification de nouveaux systèmes binaires, mais plutôt la caractérisation observationnelle et l'analyse d'un échantillon homogène de candidats binaires de Gaia/WDSS en utilisant des mesures CCD indépendantes combinées à des données astrométriques et photométriques récentes.

2. Observations et réductions

Les systèmes candidats ont d'abord été sélectionnés à l'aide d'un pipeline d'analyse développé à partir des données astrométriques de Gaia DR3. Le processus de sélection s'appuie sur la cohérence des parallaxes et des mouvements propres des composantes de chaque paire. Les systèmes présentant les scores de compatibilité les plus élevés et la plus forte probabilité d'association physique ont été retenus en priorité pour une observation par CCD et une analyse ultérieure.

Les observations ont été réalisées à l'aide d'un télescope Schmidt-Cassegrain Celestron C14 équipé d'une caméra CCD monochrome QHY9. La caméra QHY9 utilise un capteur Kodak KAF-8300 de 3326×2504 pixels de $5,4 \mu\text{m}$ de côté. Avec la configuration optique utilisée, le système offrait un échantillonnage d'environ $0,42''/\text{pixel}$ et un champ proche de $23' \times 17'$. Lors des sessions d'observation la largeur à mi-hauteur (FWHM) des images était typiquement de l'ordre de $1''$ à $2''$.

Pour chaque cible, nous avons généralement acquis au moins 10 images CCD avec des temps d'exposition de 30 secondes en mode binning 1×1 . Cette configuration a permis d'obtenir un échantillonnage suffisant pour des mesures astrométriques précises, tout en conservant des rapports signal/bruit significatifs pour les composantes principales et les composantes secondaires.

L'étalonnage astrométrique et les réductions préliminaires ont été réalisés à l'aide du logiciel Astrometrica [9]. Le catalogue Gaia DR3 a été retenu comme catalogue de référence astrométrique. Le champ relativement large a permis d'utiliser de nombreuses étoiles de référence dans chaque image, généralement entre 150 et 200, ce qui a conduit à des solutions astrométriques robustes avec des résidus RMS proches de $0,2''$ dans les deux coordonnées.

Les paramètres astrométriques calibrés ont ensuite été intégrés au logiciel Reduc [10], développé par Florent Losse, afin d'obtenir des mesures plus précises de l'angle de position et de la séparation angulaire des étoiles doubles observées. Dans la mesure du possible, plusieurs images ont été analysées indépendamment afin de vérifier la cohérence interne des résultats.

Les mesures photométriques ont été obtenues à partir des images CCD à l'aide du logiciel FoCAs [11] et sont présentées dans la table 1, accompagnées des résultats astrométriques. La photométrie Gaia DR3 et les données complémentaires issues d'études multi-bandes ont ensuite servi de référence lors de la caractérisation physique des systèmes. La cohérence photométrique entre les composantes a été considérée comme un indicateur supplémentaire d'une éventuelle association physique.

A la suite de la phase d'observation, toutes les paires candidates ont été examinées en détail au moyen d'un important travail de recoupement et d'exploration des données à l'aide VizieR [7] et des relevés modernes à grande échelle. Une attention particulière a été accordée à l'astrométrie et aux paramètres astrophysiques de Gaia DR3, ainsi qu'aux

informations photométriques multi-bandes issues de catalogues tels que 2MASS, Pan-STARRS, CatWISE, SDSS et des autres relevés disponibles. Lorsque cela était possible, les coordonnées cartésiennes et les informations spatiales tri-dimensionnelles ont également été prises en compte afin d'évaluer plus en détail la nature physique potentielle des systèmes.

3. Mesures et résultats

La table 1 présente les mesures astrométriques et photométriques obtenues pour les quatorze systèmes de cette étude. Les identifiants WDSS des systèmes et Gaia DR3 de chaque composante sont fournis pour une identification sans ambiguïté des composantes. L'époque est exprimée en années juliennes. Les angles de position (θ) et les séparations angulaires (ρ) ont été mesurés à partir d'images CCD à l'aide de REDUC après étalonnage astrométrique avec les étoiles de référence Gaia DR3. Les magnitudes correspondent à la photométrie CCD obtenue avec le package FoCas. Les colonnes σ_θ et σ_ρ représentent les incertitudes internes des mesures. Un minimum de dix images CCD était généralement acquis pour chaque système. Les notes fournissent des informations supplémentaires concernant la nature physique et les caractéristiques de chaque paire.

Table 1. Mesures astrométriques et photométriques des couples observés.

WDSS Id.	Gaia DR3 A	Gaia DR3 B	Epoque J	θ (°)	σ_θ	ρ (")	σ_ρ	Mag A	Mag B	Notes
0003484+452151 AB	386625607299009024	386625607299009408	2025.8161	101.62	0.15	11.963	0.033	12.63	14.50	1
0005397+401940 AB	383932765883428992	383932765883429120	2025.8091	69.70	0.3	8.062	0.041	12.69	14.68	2
0012069+401138 AB	383037969576794240	383037969574970496	2025.8119	171.33	0.44	3.239	0.032	13.59	16.49	3
0012582+460623 AB	386170512564757760	386170512564757504	2025.8092	280.68	0.27	7.034	0.057	14.24	14.51	4
0017010+445130 AB	385944215030333824	385944219328160384	2025.8114	356.74	1.22	4.75	0.051	12.15	17.45	5
0021103+402341 AB	380336155972886912	380336366428683392	2025.8093	302.6	0.18	5.253	0.018	12.00	14.60	6
0025490+450131 AB	388802193646653440	388802193646653312	2025.8120	48.77	0.43	8.431	0.06	14.33	15.91	7
0026229+445608 AB	388798070478083968	388798070478084224	2025.8171	153.33	1.1	3.846	0.04	15.41	16.64	8
0033583+450733 AB	388639702145913600	388639702147433216	2025.8132	46.4	0.59	3.425	0.02	17.35	18.03	9
0107356+443152 AB	376729452893176064	376729452893176448	2025.8532	207.28	0.44	9.419	0.051	13.65	15.98	10
0108147+451328 AB	376865276939802496	376865276939801856	2025.8581	33.37	0.46	4.008	0.028	11.70	14.11	11
0112544+460020 AB	400964849538093312	400964853833633536	2025.8572	346.42	0.54	3.581	0.025	13.13	13.63	12
0117048+455356 AB	397925047780224256	397930923295485056	2025.8539	7.25	0.55	8.554	0.076	12.18	12.26	13
(031244+451726 AB)	434607435744231296	434607504463707392	2025.8540	349.13	0.32	8.72	0.065	15.86	16.24	14

Notes

1. Excellente concordance de parallaxes, des mouvements propres et des vitesses radiales extraits de Gaia. L'étroite similarité des propriétés astrométriques et cinématiques corrobore fortement l'existence d'une association physique.
2. Ce couple présente une remarquable cohérence dans l'astrométrie de Gaia DR3, ainsi qu'une position relative pratiquement inchangée dans les mesures du WDSS entre 1998 et 2025.
3. Système Gaia/WDSS compact présentant une grande homogénéité de parallaxe et de mouvement propre. La composante secondaire semble être une naine de type M froide, non résolue dans les observations 2MASS.
4. La paire AB principale présente une très forte cohérence astrométrique selon Gaia DR3 ainsi qu'une grande stabilité à long terme, la paire CD voisine est identifiée comme un système d'arrière-plan optique lointain.
5. Ce couple présente une cohérence astrométrique exceptionnelle selon Gaia DR3 et l'une des plus faibles distances projetées de notre échantillon (~147 UA), ce qui suggère qu'il s'agit d'un système binaire K-M étroitement lié.
6. Système binaire écarté Gaia/WDSS possédant des parallaxes, des mouvements propres et des vitesses radiales pratiquement identiques sur l'ensemble des données disponibles.

7. Système binaire écarté de faible masse situé dans le voisinage solaire, formé de deux naines de type M tardif, présentant une astrométrie Gaia DR3 homogène et une stabilité positionnelle à long terme.
8. Binaire Gaia/SUPERWIDE de faible masse très stable avec une position relative presque inchangée de 1998 à 2025 et une cinématique en accord avec l'appartenance au disque mince.
9. Système Gaia/WDSS de magnitude élevée, composé de deux naines M de type tardif d'environ $0,3 M_{\odot}$ avec une astrométrie homogène et une séparation projetée d'environ 930 UA.
10. Couple Gaia/WDSS de type K-M bien résolu montrant une cohérence astrométrique exceptionnelle sur plus de 70 ans, des premiers catalogues photographiques aux observations CCD récentes.
11. Binaire écartée de type F-K bien résolue présentant une astrométrie Gaia DR3 homogène et des vecteurs de vitesse galactique presque identiques malgré une séparation projetée d'environ 1900 UA.
12. Binaire écartée de types K-K remarquablement homogène confirmée par l'astrométrie Gaia/SUPERWIDE, des mesures historiques stables et des vitesses galactiques tridimensionnelles presque identiques.
13. Couple Gaia/SUPERWIDE très similaire composé de deux naines de type tardif presque jumelles avec des différences photométriques et cinématiques minimales.
14. Binaire très probablement physique actuellement absente des catalogues WDS/WDSS. Ses caractéristiques sont discutées dans §5.

4. Sélection d'images des couples étudiés

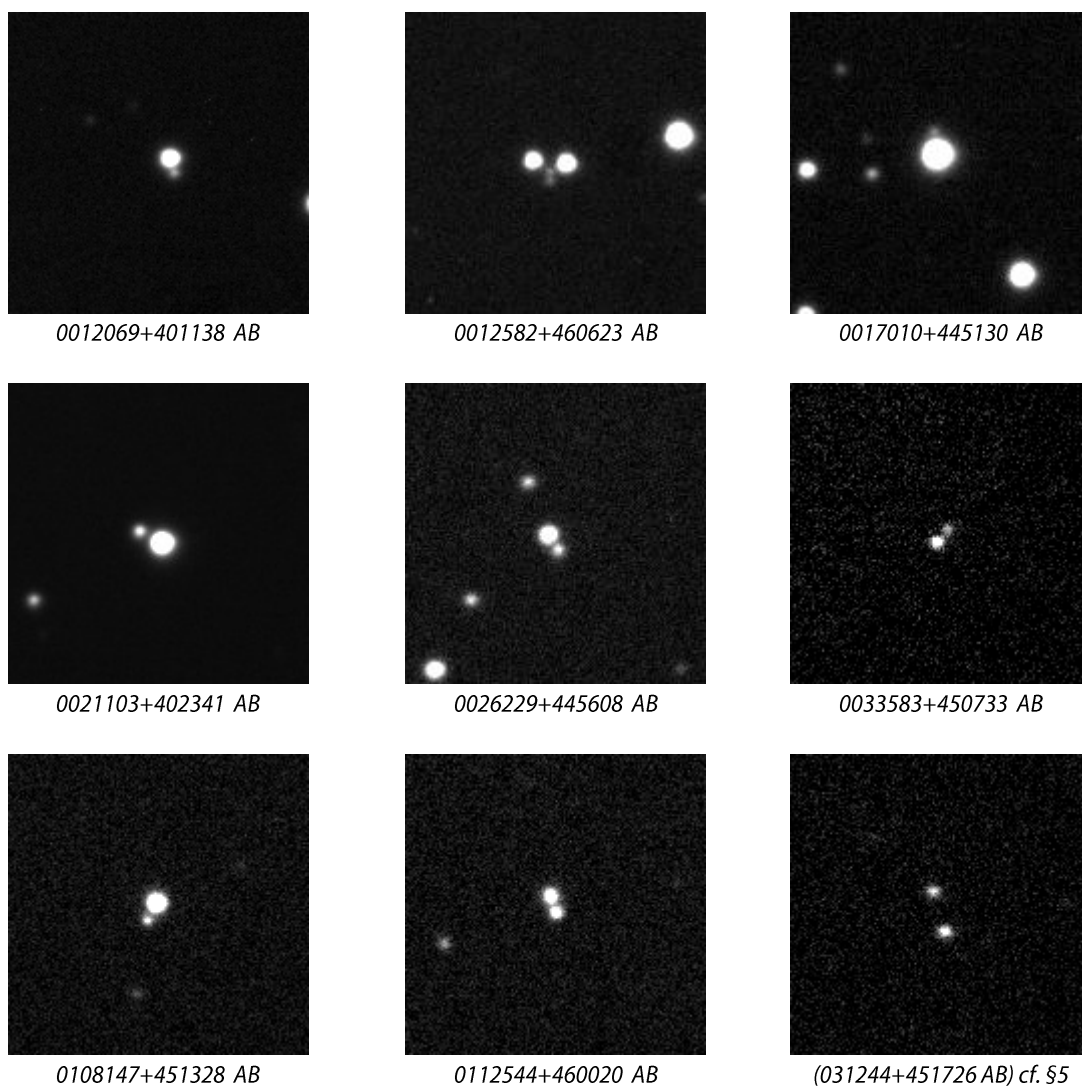


Figure 1. Champs CCD sélectionnés de systèmes représentatifs inclus dans cette étude. Le nord est en haut et l'est à droite sur toutes les images.

5. Une paire physique probable absente de WDS/WDSS

Un système supplémentaire inclus dans ce travail mérite une attention particulière car, contrairement au reste de l'échantillon, il n'apparaît actuellement ni dans les compilations WDS ni dans les compilations WDSS. La paire, située à la position moyenne $\alpha = 03^{\text{h}} 12^{\text{m}} 44,58^{\text{s}}$, $\delta = +45^{\circ} 17' 26,5''$ (J2000), a été initialement identifiée lors de notre processus de filtrage Gaia DR3 comme un candidat comobile à forte probabilité, obtenant un score de binarité de 0,937.

L'astrométrie Gaia DR3 des deux composantes présente une remarquable cohérence. Les parallaxes mesurées sont $\pi(A) = 0,7521 \pm 0,0491$ mas et $\pi(B) = 0,7164 \pm 0,0616$ mas, tandis que les mouvements propres sont $\text{pmRA}(A) = +12,477$ mas/an, $\text{pmDec}(A) = -17,099$ mas/an et $\text{pmRA}(B) = +12,410$ mas/an, $\text{pmDec}(B) = -17,128$ mas/an. La paire présente une séparation angulaire d'environ $8,69''$ avec $\theta \approx 349^{\circ}$, qui reste stable sur l'ensemble de l'intervalle historique actuellement accessible dans les catalogues disponibles, depuis la première époque d'USNO-A2.0 (1957,97) jusqu'à nos propres mesures CCD obtenues en 2025. La table 2 présente les paramètres essentiels de Gaia DR3 utilisés dans l'évaluation du système et la figure 2 une image du champ où il se trouve.

Table 2. Principaux paramètres astrométriques et photométriques Gaia DR3 de la paire non cataloguée.

Paramètre	Composante A	Composante B
Gaia DR3	434607435744231296	434607504463707392
Parallax (mas)	0.7521 ± 0.0491	0.7164 ± 0.0616
pmRA (mas/yr)	+12.477	+12.410
pmDec (mas/yr)	-17.099	-17.128
G magnitude	16.095	16.354
BP-RP	1.20	1.23

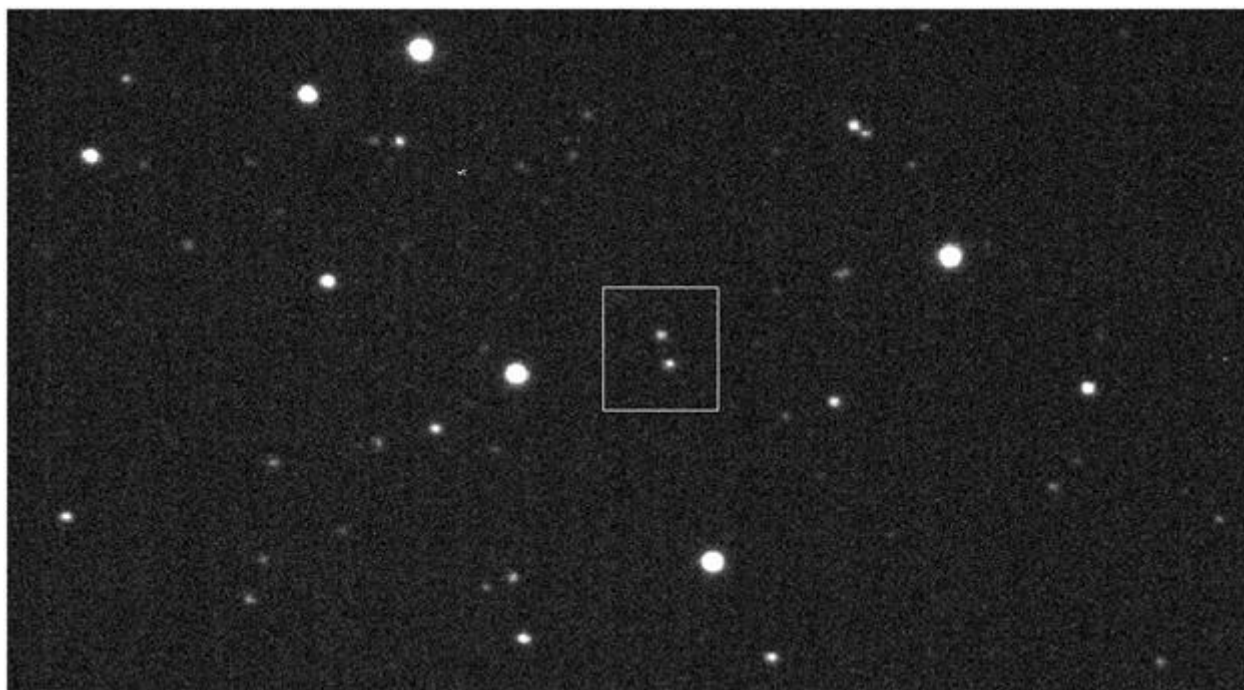


Figure 2. Image du champ du couple discuté en §5. Le système est entouré par un carré. Le Nord est en haut l'Est est à droite.

Les paramètres photométriques et astrophysiques indiquent que les deux étoiles sont des naines de type tardif K présentant des propriétés physiques très similaires. Les températures mesurées par Gaia DR3 (5425 K et 5242 K), ainsi que les données photométriques multi-bandes de Pan-STARRS, 2MASS et WISE/CatWISE, sont parfaitement compatibles avec un couple d'étoiles âgées de type K de la séquence principale. Les métallicités déduites de Gaia DR3 sont légèrement inférieures à la métallicité solaire ($[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0,5$ à $-0,6$ dex), ce qui suggère une possible appartenance à la population du disque épais galactique. En supposant une distance moyenne proche de 900 pc, la séparation physique projetée est d'environ 7800 UA, suggérant en première approximation une période orbitale de l'ordre de 5×10^5 ans.

Pris ensemble, la cohérence astrométrique, la stabilité à long terme, la cohérence photométrique multi-bandes et les paramètres astrophysiques soutiennent fortement l'hypothèse que cet objet est un système binaire physique.

6. Conclusion

Nos mesures CCD confirment la remarquable stabilité astrométrique et la plausibilité physique des systèmes Gaia/WDSS sélectionnés. La combinaison de mesures astrométriques CCD indépendantes avec les données de Gaia et les données de catalogues historiques démontrent l'intérêt constant des observations avec des instruments d'ouverture moyenne pour la caractérisation des candidats binaires à large séparation identifiés dans les grands relevés modernes.

Remerciements

L'auteur remercie l'Agence spatiale européenne (ESA) pour l'utilisation des données de la mission Gaia, traitées par le Consortium pour le traitement et l'analyse des données Gaia (DPAC). Ces travaux de recherche ont largement utilisé l'outil d'accès au catalogue VizieR et la base de données SIMBAD, exploités au CDS de Strasbourg, en France.

Il remercie l'Observatoire naval des États-Unis qui maintient le Washington Double Star Catalog (WDS) ainsi que le Washington Double Star Supplemental Catalog (WDSS).

L'auteur tient à remercier Florent Losse pour le développement du logiciel REDUC utilisé dans le cadre de ces travaux, ainsi que pour son soutien constant à l'astrométrie des étoiles doubles pratiquée par les amateurs par le biais d'Étoiles Doubles.

L'auteur remercie tout particulièrement Rachel A. Matson (Observatoire Naval des États-Unis) de lui avoir aimablement donné accès aux données du WDSS et de lui avoir apporté son aide précieuse et sa disponibilité concernant les données des catalogues d'étoiles doubles.

References

- [1] Gaia Collaboration et al., A&A 674, A1, 2023. Gaia Data Release 3: Summary of the content and survey properties.
- [2] Mason, B.D., Wycoff, G.L., Hartkopf, W.I., Douglass, G.G., Worley, C.E., AJ 122, 3466, 2001. The Washington Double Star Catalog.
- [3] El-Badry, K. et al., MNRAS 506, 2269, 2021. A million binaries from Gaia eDR3: sample selection and validation of Gaia parallax uncertainties.
- [4] Tian, H.-J. et al., ApJS 246, 4, 2020. The Separation Distribution of Ultrawide Binaries across Galactic Populations.
- [5] Hartman, Z.D., Lépine, S., Bongiorno, B., ApJS 247, 66, 2020. The SUPERWIDE Catalog: A Catalog of 99,203 Wide Binaries Found in Gaia and Supplemented by the SUPERBLINK High Proper Motion Catalog.
- [6] Dhital, S., West, A.A., Stassun, K.G., Bochanski, J.J., AJ 150, 57, 2015. SLOWPoKES-II: 100,000 Wide Binaries Identified in SDSS without Proper Motions.
- [7] Ochsenbein, F., Bauer, P., Marcout, J., A&AS 143, 23, 2000. The VizieR database of astronomical catalogues.
- [8] Wenger, M. et al., A&AS 143, 9, 2000. The SIMBAD astronomical database.
- [9] Raab, H., Astrometrica software. <http://www.astrometrica.at>
- [10] Losse, F., REDUC software. <http://www.astrosurf.com/hfosaf/>
- [11] Castellano, J., FoCas software. <http://astrosurf.com/orodeno/focas/>



*Rafael Benavides Palencia est un astronome amateur espagnol dont l'intérêt pour les étoiles doubles remonte à son enfance avec une petite lunette de 60 mm. Depuis près de trente ans il se consacre activement à la mesure astrométrique et à l'étude des étoiles doubles et depuis 2004 il est le rédacteur de la section «Étoiles doubles» de la revue d'astronomie espagnole *Astronomía*. Il a aussi été l'un des fondateurs et éditeurs de la revue *El Observador de Estrellas Dobles (OED)*. Ses domaines d'observation et d'étude comprennent également les systèmes à mouvement propre commun, la photométrie, les supernovæ et les étoiles variables.*

TURBULENCE ATMOSPHERIQUE ET OBSERVATION DES ETOILES DOUBLES

ATMOSPHERIC TURBULENCE AND DOUBLE STARS OBSERVATION

Daniel Bonneau

Astronome honoraire à l'observatoire de la Côte d'Azur, collaborateur bénévole du Laboratoire Lagrange.
Université Côte d'Azur, Observatoire de la Côte d'Azur, CNRS, Laboratoire Lagrange, France.

Résumé

Lors des observations astronomiques depuis le sol, la qualité dégradée des images formées au foyer d'un télescope est un handicap, notamment pour l'étude des étoiles doubles visuelles qui nécessite une haute résolution angulaire.

En effet, les fluctuations thermiques induites par la turbulence atmosphérique engendrent des fluctuations de l'indice de réfraction de l'air perturbant la propagation de la lumière à travers l'atmosphère terrestre; ce phénomène constitue la turbulence optique. La lumière d'une étoile est reçue sur la pupille du télescope comme une surface d'onde bosselée rapidement variable dont la diffraction dans le télescope produit les images observées. Le paramètre de Fried, l'angle d'isoplanétisme, et le temps de cohérence caractérisent la turbulence optique.

On en déduit les propriétés des images à courte ou à longue pose enregistrées au foyer du télescope ainsi que les effets de la turbulence optique sur ces images, la scintillation, l'agitation et l'étalement.

L'accent sera mis sur l'impact de ces effets lors de l'observation des étoiles doubles. La scintillation crée un bruit photométrique qui limite la précision des mesures photométriques lors d'observation de binaires à éclipses. L'agitation couplée à l'étalement limite la performance des observations de binaires spectroscopiques surtout en termes de magnitude limite. L'étalement des images impacte fortement l'observation des étoiles doubles visuelles basée sur des mesures de position astrométriques.

Pour les couples serrés dont la séparation est au plus égale à l'angle d'isoplanétisme, la résolution angulaire théorique du télescope peut être atteinte en utilisant les techniques du Lucky Imaging, de l'interférométrie des tavelures ou de l'optique adaptative. Pour les couples plus écartés, la performance des observations sera limitée par l'étalement des images stellaires.

En conclusion, pour exploiter au mieux leur instrument, il est conseillé aux observateurs d'étoiles doubles d'optimiser leur programme d'observation en fonction des conditions de turbulence atmosphérique.

Abstract

For ground-based astronomical observations, the poor quality of images formed at the focus of a telescope is a handicap, especially for the study of visual double stars which requires high angular resolution.

Indeed, thermal fluctuations induced by atmospheric turbulence generate fluctuations in the refractive index of the air, disrupting the propagation of light through the Earth's atmosphere; this phenomenon constitutes optical turbulence. The light from a star is received at the telescope's pupil as a rapidly changing, bumpy wavefront, the diffraction of which within the telescope produces the observed images. The Fried parameter, the isoplanetic angle, and the coherence time characterize the optical turbulence.

From this we can deduce the properties of short or long exposure images recorded at the focus of the telescope as well as the effects of optical turbulence on these images, scintillation, tip-tilt and seeing.

We focus on the impact of these effects on the observation of double stars. When observing eclipsing binaries, photometric measurements are impacted by the photometric noise caused by scintillation. Particularly in terms of limit magnitude, the spectroscopic binary observations are limited by the tip-tilt coupled to the seeing. The seeing strongly impacts the observation of visual double stars based on astrometric position measurements.

For close pairs whose separation is at most equal to the isoplanetic angle, the theoretical angular resolution of the telescope can be achieved using Lucky Imaging techniques, speckle interferometry or adaptive optics. For more widely separated pairs, the performance of observations will be limited by the seeing of stellar images.

In conclusion, to make the best use of their instrument, double star observers must optimize their observation program according to atmospheric turbulence conditions.

Keywords. Atmospheric turbulence, Optical turbulence, binaries : visual, eclipsing, spectroscopic



1. Introduction

Depuis longtemps, les observateurs ont constaté que la qualité des images observées au foyer d'un télescope est loin d'être aussi bonne que celle attendue compte-tenu de la qualité de l'optique utilisée. Cela est dû au fait que lorsque l'on observe depuis le sol terrestre, la lumière des astres traverse l'atmosphère terrestre, qui se révèle être un milieu certes assez transparent, mais le plus souvent de mauvaise qualité optique.

Les astronomes amateurs observateurs d'étoiles doubles, notamment ceux qui cherchent à mesurer les étoiles doubles visuelles, ne peuvent donc pas ignorer les effets de la turbulence atmosphérique dont dépendent le choix des étoiles de leurs programmes d'observation ainsi que la qualité de leurs mesures qu'ils publient.

La compréhension de la turbulence atmosphérique et comment lutter contre ses effets sont des sujets importants abordés notamment dans le cadre de l'imagerie astronomique à haute résolution angulaire [1].

Cet article fait suite à l'exposé fait devant la commission des étoiles doubles de la SAF lors de sa réunion à l'Observatoire de Lille le 27 septembre 2025, motivé par l'article sur les effets optiques de la turbulence atmosphérique dans les images astronomiques [2] publié en 2022 dans le cadre du numéro spécial des Comptes-rendus physiques de l'Académie des sciences dédié au rôle de la réfraction atmosphérique dans les observations astronomiques (éditeurs Pierre Léna et Luc Detwiller).

Il évoque tout d'abord, l'origine et la localisation de la turbulence atmosphérique (parties 1 et 2), puis la formation d'une turbulence optique caractérisée par le paramètre de Fried, l'angle d'isoplanétisme et le temps de cohérence (partie 3).

Après un bref rappel de la formation des images au foyer d'un télescope et de la relation entre l'objet et son image (partie 4), la partie 5 est consacrée aux effets de la turbulence optique au foyer du télescope : la scintillation, l'agitation et l'étalement dont l'impact dépend du temps de pose des images. Quelques éléments sont donnés pour répondre à la question que faire en présence de turbulence atmosphérique ?

La dernière partie traite plus spécifiquement des effets de la turbulence atmosphérique sur les observations d'étoiles doubles, spectroscopiques, photométriques et visuelles en distinguant les couples serrés ou écartés par rapport au champ d'isoplanétisme.

2. Une atmosphère turbulente

Même par beau temps, un simple regard nous montre souvent que l'atmosphère à travers laquelle nous observons les astres est loin d'être un milieu clair et tranquille. Les formes complexes et variables des nuages suffisent à imaginer que l'air atmosphérique est le siège d'une forte agitation, appelée *turbulence atmosphérique*.

2.1. La turbulence atmosphérique

L'atmosphère terrestre [3] est le siège d'une énergie à la fois thermique et cinétique produite par le rayonnement solaire, le rayonnement du sol, la convection et les effets de cisaillement des vents. Comme cela est évoqué par la figure 1, cette énergie est transférée à travers l'atmosphère selon le processus de *cascade de Kolmogorov* des plus grands tourbillons (dont la taille caractéristique est appelée l'*échelle externe* L_0) vers les plus petits (avec une taille caractéristique désignée par l'*échelle interne* l_0) qui la dissipent [4].

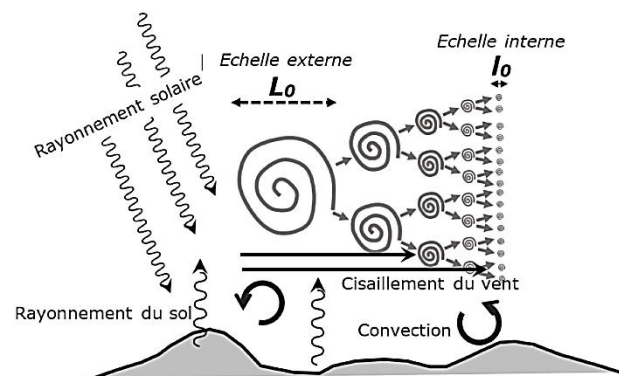


Figure 1. Représentation schématique de la production de turbulence dans l'atmosphère selon le processus des cascades de Kolmogorov.

Ces phénomènes se traduisent par une agitation permanente de l'air atmosphérique que l'on désigne par le terme de *turbulence atmosphérique*. Initialement, cette turbulence est représentée au début des années 1940 par le *Modèle de turbulence de Kolmogorov* illustré par la figure 2.

La quantité d'énergie cinétique contenue dans les tourbillons turbulents en fonction de leurs tailles est exprimée par la densité spectrale de l'énergie cinétique $E(k)$ qui suit une loi de puissance $\propto k^{-5/3}$ dans la zone inertielle ($1/L_0 < k < 1/l_0$) de la forme :

$$E(k) = C_k \epsilon^{2/3} k^{-5/3}$$

Avec, C_k , la constante de Kolmogorov, ϵ le taux de production (ou de dissipation) d'énergie et la variable d'espace k .

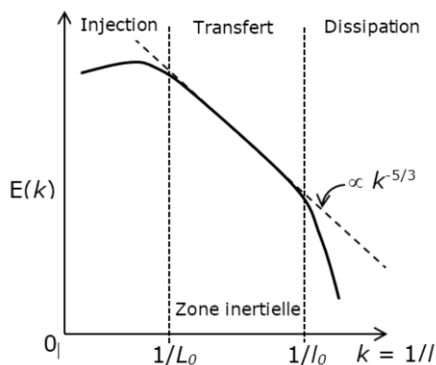


Figure 2. Modèle de Kolmogorov de la turbulence atmosphérique.

C'est en raison de la viscosité de l'air que l'énergie cinétique se dissipe sous la forme d'énergie thermique dont les fluctuations engendrent celle de l'humidité et de l'indice de réfraction, causes de la *turbulence optique* dont on parle dans la partie 3.

2.2. Localisation de la turbulence atmosphérique

Le figure 3 donne un schéma de la structure de la partie basse de l'atmosphère terrestre où se développe la turbulence atmosphérique. La *troposphère* s'étend à partir du sol jusqu'à une altitude variable de 8 km à 15 km. Siège des phénomènes météorologiques, la troposphère apparaît structurée en quatre zones :

La *couche limite du sol* (CLS), dans laquelle se situe l'observatoire, est d'une épaisseur de quelques dizaines de mètres, variable selon un cycle diurne ;

La *couche limite atmosphérique* (CLA), dont l'épaisseur atteint quelques km en fonction des propriétés du sol suivant une échelle de temps de quelques minutes à plusieurs heures ;

L'*atmosphère libre* située au-dessus de la CLA, dans laquelle la circulation de l'air est insensible aux effets du sol ;

La *tropopause*, frontière entre la troposphère et la stratosphère, dont l'altitude varie en fonction de la latitude et où circulent des vents violents, les *courants-jets* (*jet-streams*).

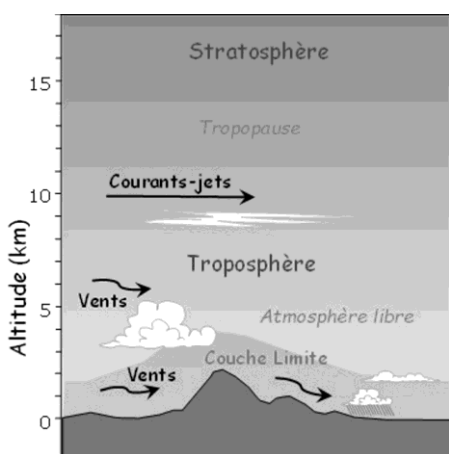


Figure 3. Représentation schématique de la structure de la troposphère, partie basse de l'atmosphère terrestre dans laquelle se développe la turbulence atmosphérique.

La troposphère est le siège de mouvements verticaux (convection thermique) et horizontaux (vents) qui lui donnent une structure en couches constituant un milieu physiquement inhomogène et agité propice au développement de la turbulence.

En l'absence de nuages, l'atmosphère terrestre constitue un milieu transparent aux longueurs d'ondes visibles et infrarouge mais sa médiocre qualité optique est la principale cause de la dégradation des images astronomiques. Généralement, la turbulence atmosphérique est forte dans les régions proches du sol (CLS et CLA), devient plus faible dans l'atmosphère libre mais est souvent très forte dans la tropopause.

La qualité des observations dépendra donc en premier lieu des conditions météorologiques, caractérisées surtout par la présence de vents à différentes altitudes, mais aussi du choix de l'implantation de l'observatoire, notamment en raison de la perturbation de la circulation atmosphérique par les reliefs environnants.

3. L'atmosphère un milieu optique turbulent

Le phénomène de turbulence qui se développe dans une couche atmosphérique produit des fluctuations de température et d'humidité se traduisant par des fluctuations de l'indice de réfraction de l'air. Ces fluctuations sont à l'origine du phénomène appelé *turbulence optique*, révélé par les *ombres volantes* (un éclaircissement irrégulier du sol observable notamment lors des éclipses de Soleil) et la dégradation des images astronomiques quelle que soit la qualité optique du télescope.

3.1. L'indice de réfraction de l'air

Une observation astronomique consiste à recueillir avec un télescope la lumière reçue des astres étudiés. Il convient ici de se rappeler la nature duale de la lumière, à la fois *onde électromagnétique* et particule (le *photon*). L'onde lumineuse est caractérisée par la longueur d'onde λ ou sa fréquence $\nu = c/\lambda$, c étant la vitesse de propagation de l'onde dans le vide. Le photon est caractérisé par son énergie $E = h\nu = hc/\lambda$, h étant la *constante de Planck*.

Dans un milieu optique, une onde lumineuse se propage à la vitesse de phase $v_\phi = c/n$, formule dans laquelle n désigne l'*indice de réfraction* du milieu.

La *phase* désigne le décalage de propagation d'une onde lors de sa propagation dans l'espace. Le *front d'onde* est l'ensemble des points de la surface de même hauteur de l'onde. Dans un milieu homogène, la vitesse et la phase des ondes sont constantes et le front d'onde est plan (voir figure 4 a). Dans un milieu inhomogène, les vitesses et les phases sont variables dans l'espace et le front d'onde est déformé (voir figure 4 b).

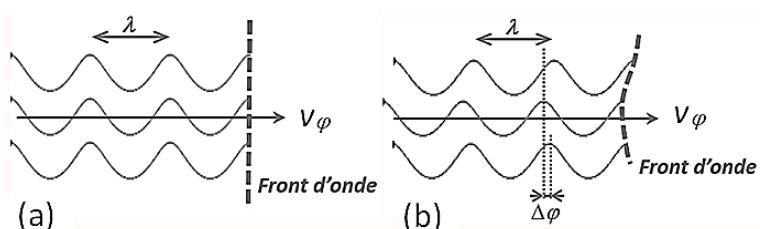


Figure 4. Notion de front d'onde. Propagation d'une onde lumineuse de longueur d'onde λ . Dans un milieu optique homogène (a), le front d'onde est plan. Dans un milieu inhomogène (b), des écarts de phase $\Delta\phi$ apparaissent et le front d'onde est déformé.

L'indice de réfraction de l'air n , est souvent exprimé sous la forme de co-indice N , en fonction de la pression P (en hPa), de la température T (en K) et de l'humidité caractérisée par la pression de vapeur d'eau contenue dans l'air e (hPa) :

$$N = (n - 1)10^6 = 77,6 \frac{P}{T} + 3,7310^5 \frac{e}{T^2}$$

Comme l'humidité de l'air dépend de sa température, les fluctuations de température et de pression se traduisent par des fluctuations de l'indice de réfraction de l'air atmosphérique dans l'espace et le temps.

3.2. La turbulence optique

Les fluctuations de pression, température et d'humidité de l'air font que l'atmosphère à travers laquelle on observe est un milieu optique inhomogène turbulent dont les propriétés ont été décrites au début des années 1960 par Valerian IlichTatarski [5]. En supposant que les inhomogénéités de la température de l'air constituent des bulles dont la distribution des tailles suit un spectre de Kolmogorov, il exprime le spectre de puissance des fluctuations d'indice par la relation :

$$\phi_n(\vec{k}) = 0,033 (2\pi)^{-2/3} C_n^2 k^{-11/3}$$

Dans laquelle C_n^2 est la *constante de structure des fluctuations de l'indice n* et $k = |\vec{k}|$ la variable d'espace.

Comme une onde lumineuse se propage dans l'air à la vitesse $v = c/n$, les fluctuations de l'indice optique de l'air font que les ondes lumineuses venant d'une étoile se propagent à travers l'atmosphère à des vitesses différentes, les écarts de phase de ces ondes lumineuses produisant la déformation du front d'onde.

Ainsi, alors que du fait de sa grande distance, la lumière d'une étoile reçue sur la Terre au-dessus de l'atmosphère peut être assimilée à une onde plane, l'onde observée au sol se présente sous la forme d'un front d'onde cabossé et fluctuant dans le temps et l'espace constitué par la figure de diffraction de Fresnel produite par les couches turbulentes traversées par la lumière stellaire comme cela est illustré par la figure 5.

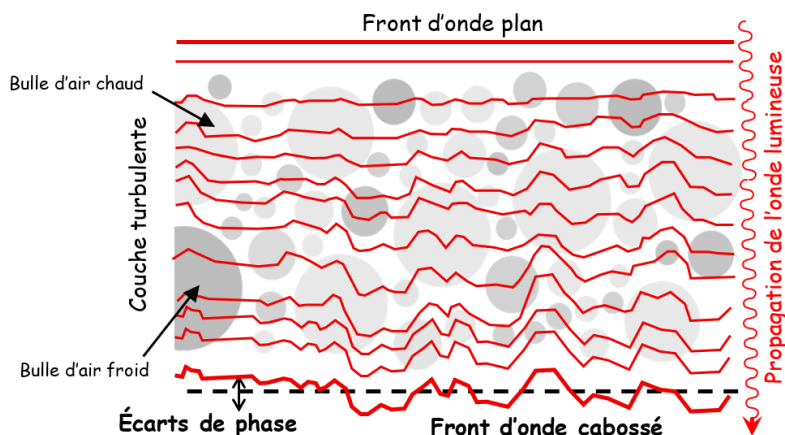


Figure 5. La turbulence optique est générée par les fluctuations de l'indice de réfraction de l'air. La vitesse de propagation de l'onde variant en fonction de la température des bulles d'air, après avoir traversé la couche turbulente le front d'onde plan à l'entrée dans l'atmosphère présente des déphasages locaux et devient un front d'onde cabossé.

4. Caractérisation de la turbulence optique

Pour caractériser la turbulence optique, il faut d'une part connaître l'intensité des fluctuations de l'indice de réfraction de l'atmosphère dans laquelle elle est créée et d'autre part déterminer les paramètres qui caractérisent les propriétés spatio-temporelles du front d'onde qui arrive au niveau du sol.

4.1 Détermination du profil vertical de la turbulence optique

L'intensité des fluctuations de l'indice de réfraction en fonction de l'altitude est caractérisée par la constante de structure de l'indice de réfraction $C_n^2(h)$. Celle-ci peut être déterminée à partir de mesures in-situ de la température en fonction de l'altitude faites au moyen d'un ballon sonde et de mesures des grandeurs météorologiques. La mesure du profil de la constante de structure des fluctuations de la température $C_T^2(h)$ ($K m^{-2/3}$) permet le calcul de $C_n^2(h)$.

À partir de 1975, des méthodes ont été développées pour déterminer $C_n^2(h)$ à partir de la mesure des propriétés des images stellaires ou du bord solaire.

4.2 Paramètres caractéristiques de la turbulence optique

Le front d'onde produit par la turbulence optique est caractérisé par deux paramètres spatiaux, le *paramètre de Fried* et l'*angle d'isoplanétisme* ainsi qu'un paramètre temporel, le *temps de cohérence*. L'expression de ces paramètres en fonction de la constante de structure de l'indice de réfraction $C_n^2(h)$ a été donnée par David Larry Fried vers le milieu des années 1960.

4.2.1 Paramètre de Fried

Ce paramètre, noté r_0 , est défini comme la taille de l'aire de cohérence sur laquelle le déphasage du front d'onde est < 1 rad, soit un écart de la surface d'onde $\Delta\phi < \lambda/6$.

La valeur du paramètre de Fried r_0 en fonction de $C_n^2(h)$, de la longueur d'onde λ et de la distance zénithale γ d'observation est donnée par [6] :

$$r_0 = 0,1846 \lambda^{6/5} \left(\frac{1}{\cos \gamma} \right)^{-3/5} \left[\int_0^\infty C_n^2(h) dh \right]^{-3/5}$$

Étant donné son fort chromatisme avec $r_0 \propto \lambda^{6/5}$, la valeur de r_0 augmente du visible vers l'infrarouge. Si dans le visible ($\lambda \sim 0,55 \mu m$) $r_0 \sim 10 cm$, alors dans le proche infrarouge ($\lambda \sim 2,2 \mu m$) $r_0 \sim 53 cm$.

D'un point de vue pratique (Figure 6), la valeur de r_0 est le diamètre d'une pupille circulaire formant une image limitée par la diffraction (tache d'Airy) de même résolution que l'image dégradée par la turbulence obtenue avec le télescope [7].

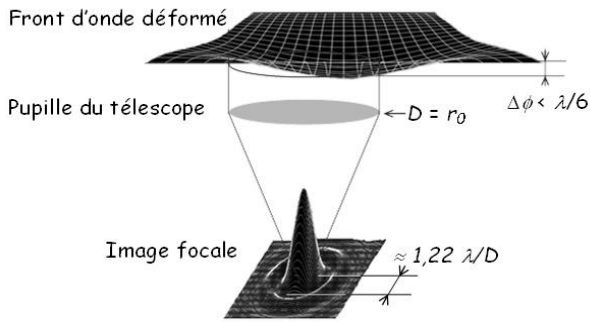


Figure 6. Définition du paramètre de Fried.
L'écart de phase sur le front d'onde $\Delta\phi < \lambda/6$ sur la surface de la pupille du télescope de diamètre $D = r_0$. La résolution angulaire de l'image est limitée par la diffraction.

4.2.2 Angle d'isoplanétisme

Ce paramètre est lié à la perte de cohérence entre les fronts d'onde reçus de deux étoiles dont les directions de visée font un angle θ . Les faisceaux lumineux des deux étoiles ne traversent pas exactement les mêmes couches turbulentes et les fronts d'onde reçus par la pupille du télescope ne sont plus en phase.

L'angle d'isoplanétisme θ_0 est défini par l'écart angulaire pour lequel le déphasage des fronts d'onde

$D_\phi(\theta\bar{h}) \leq 1 \text{ rad}^2$, \bar{h} étant l'altitude moyenne des couches turbulentes (Figure 7). On peut alors considérer que les images des deux étoiles sont affectées de la même façon par la turbulence optique. La valeur du paramètre θ_0 en fonction de $C_n^2(h)$, de la longueur d'onde λ et la distance zénithale γ d'observation est donnée par [8] :

$$\theta_0 = 0,088\lambda^{6/5} \left(\frac{1}{\cos\gamma} \right)^{8/5} \left[\int_0^\infty h^{5/3} C_n^2(h) dh \right]^{-3/5}$$

L'angle d'isoplanétisme s'exprime en fonction de la valeur du paramètre de Fried r_0 et de l'altitude moyenne \bar{h} des couches turbulentes :

$$\theta_0 \approx 0,314 \frac{r_0}{\bar{h}}$$

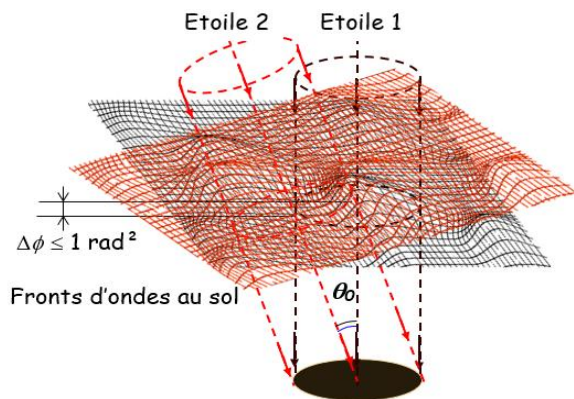


Figure 7. L'angle d'isoplanétisme est défini comme l'écart angulaire θ_0 de deux étoiles pour lequel le déphasage entre les deux fronts d'onde $\Delta\phi \leq 1 \text{ rad}^2$. Les images des deux étoiles sont alors affectées de la même façon par la turbulence optique.

On note que $\theta_0 \propto \lambda^{6/5}$ entraîne un fort chromatisme de l'angle d'isoplanétisme. Une valeur approximative de l'angle d'isoplanétisme est donnée par $\theta_0 (") \approx 0,647 \frac{r_0(\text{cm})}{\bar{h}(\text{km})}$ et des valeurs typiques sont données dans la table 1 pour une valeur de $r_0 \approx 10 \text{ cm}$ dans le visible.

L'angle d'isoplanétisme est alors de l'ordre de 1" à 3". Des observations réalisées dans l'infrarouge avec les mêmes conditions de turbulence optique donnent un angle d'isoplanétisme environ 5 fois plus grand.

Table 1. Valeurs typiques de l'angle d'isoplanétisme pour un $r_0 \approx 10 \text{ cm}$ dans le visible.

$\bar{h}(\text{km})$	$\theta_0(")$
~2	~3,3
~5	~1,3
~10	~0,6

4.2.3 Temps de cohérence

Ce paramètre est la valeur du temps caractéristique de l'évolution de la turbulence optique. En un point du front d'onde reçu sur la pupille du télescope, la turbulence optique est produite par la succession des écrans de phase indépendants produits par chaque couche d'altitude h , en translation sous l'effet du vent à la vitesse $v(h)$.

Le *Temps de cohérence* τ_0 est défini comme la durée mise par le front d'onde pour se déplacer de la distance r_0 sur laquelle la variation de phase du front d'onde reste < 1 rad (Figure 8) ; il est donné en fonction des valeurs du paramètre de Fried r_0 et de la vitesse moyenne des vents \bar{v} par :

$$\tau_0 \approx \frac{r_0}{\bar{v}}$$

Éclairement de la pupille par les ombres volantes

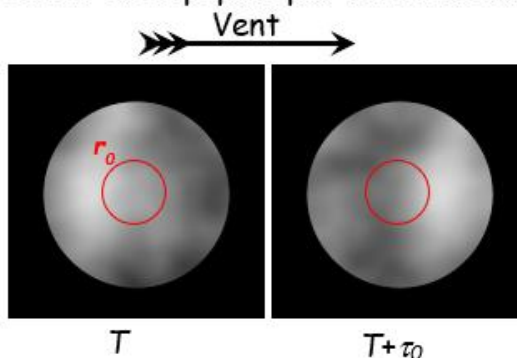


Figure 8. Le temps de cohérence de la turbulence optique τ_0 est la durée mise par le front d'onde pour se déplacer de la distance r_0 .

Des valeurs typiques du temps de cohérence pour des valeurs de $r_0 \sim 10$ cm dans le visible sont données dans la table 2.

Table 2. Valeurs typiques du temps de cohérence pour un $r_0 \approx 10$ cm dans le visible.

\bar{v} (km/h)	τ_0 (s)
~ 10	$\sim 0,033$
~ 25	$\sim 0,014$
~ 50	$\sim 0,007$

D'un point de vue pratique, le temps de cohérence peut être considéré comme la valeur du temps de pose pendant lequel on peut considérer la turbulence optique figée.

5. Formation des images au foyer d'un télescope

Les images au foyer d'un télescope sont produites par la diffraction de la partie du front d'onde plan reçu de l'étoile intercepté par la pupille du télescope ; deux cas de figure se présentent alors.

5.1. Pour un télescope placé dans l'espace

Avant de parvenir au télescope, la lumière de l'étoile observée se propage dans le vide et arrive sur la pupille du télescope sous la forme d'un front d'onde plan (Figure 9 a). L'image observée au foyer du télescope ne dépend que de la qualité optique du télescope et sa résolution angulaire est en principe limitée par la diffraction [9].

5.2. Pour un télescope au sol

Avant de parvenir au télescope, la lumière de l'étoile a traversé l'atmosphère terrestre et le front d'onde intercepté par la pupille du télescope résulte des effets de la turbulence optique (Figure 9 b). L'image observée au foyer du télescope résulte donc de la diffraction d'une partie du front d'onde bosselée. Sa qualité dépend donc non seulement de celle de l'optique du télescope mais surtout de l'intensité de la turbulence optique pendant l'observation [10].

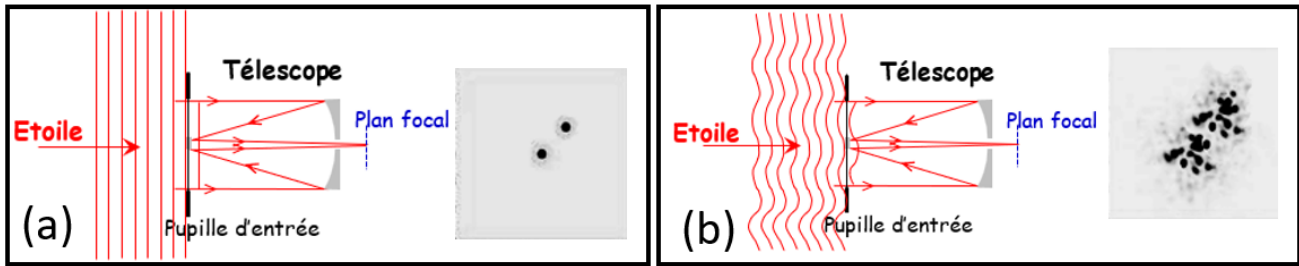


Figure 9. Principe de la formation des images au foyer d'un télescope dans l'espace (a) et au sol (b).

5.3 Relation objet – image

Concernant la relation entre l'objet observé et son image formée au foyer d'un télescope, on se limitera ici à rappeler quelques notions de base, cette question étant traitée en détails par ailleurs [9].

L'image $I(\vec{\alpha})$ enregistrée au foyer du télescope, s'exprime sous la forme d'une relation de convolution :

$$I(\vec{\alpha}) = O(\vec{\alpha}) * S(\vec{\alpha})$$

Dans laquelle, $O(\vec{\alpha})$ est la distribution de l'éclairement sur l'objet, $\vec{\alpha} = (\alpha_x, \alpha_y)$ distance angulaire sur le ciel, variable en fonction du temps et de la longueur d'onde λ de l'observation. Le terme $S(\vec{\alpha})$ est la *fonction d'étalement de point* qui est donnée par l'image d'une source ponctuelle observée dans les mêmes conditions.

En optique et en imagerie, on utilise souvent la fréquence spatiale \vec{f} associée à la distance angulaire $\vec{\alpha}$: $\vec{f} = 1/\vec{\alpha} = (f_u, f_v)$. Dans le domaine des fréquences spatiales, la relation objet - image est exprimée par la formule :

$$\tilde{I}(\vec{f}) = \tilde{O}(\vec{f}) \cdot \tilde{S}(\vec{f})$$

Dans laquelle $\tilde{I}(\vec{f}) = TF[I(\vec{\alpha})]$ et $\tilde{O}(\vec{f}) = TF[O(\vec{\alpha})]$ sont les transformées de Fourier (TF) de la fonction d'éclairement de l'image et de l'objet.

La transformée de Fourier de la *fonction d'étalement de point*, $\tilde{S}(\vec{f}) = TF[S(\vec{\alpha})]$, est appelée *fonction de transfert de modulation* du système optique télescope + atmosphère. Lors d'une observation au foyer d'un télescope au sol, les fonctions $S(\vec{\alpha})$ et $\tilde{S}(\vec{f})$ résultent des propriétés optiques du télescope mais aussi, et surtout, des propriétés de la turbulence optique.

En pratique, la *fonction d'étalement de point* et *fonction de transfert de modulation* sont déterminées par l'observation d'une étoile simple.

6. Effets de la turbulence optique au foyer du télescope

Le front d'onde intercepté par la pupille du télescope constitue un écran de phase dont les cellules cohérentes ont la taille du paramètre de Fried r_0 . Pour une observation effectuée depuis le sol, les effets de la turbulence optique se traduisent dans l'image d'une étoile par trois effets : la *scintillation*, l'*agitation* et l'*étalement*.

6.1. Scintillation

Cet effet, visible à l'œil nu, se traduit par des fluctuations aléatoires de l'intensité lumineuse des images de l'étoile observée. Le front d'onde bosselé reçu au sol produit localement des focalisations ou défocalisations des rayons lumineux qui se traduisent par un éclairement non uniforme visible sous l'aspect d'ombres volantes dont la taille caractéristique est $\approx r_0$ (Figure 10). Cet effet est caractérisé à partir des mesures de l'intensité lumineuse I^2 instantanée de l'étoile, par l'indice de scintillation :

$$\sigma_I^2 = \frac{\langle I^2 \rangle - \langle I \rangle^2}{\langle I \rangle^2} = 19,12 \lambda^{-7/6} \left(\frac{1}{\cos \gamma} \right)^{11/6} \int_0^\infty h^{5/6} C_n^2(h) dh$$

Fonction de la constante de structure de l'indice de réfraction $C_n^2(h)$, de la longueur d'onde λ et la distance zénithale γ , la scintillation stellaire apparaît :

- Sensible à la turbulence des couches de grande altitude ;
- Croître pour des observations à faible hauteur sur l'horizon ;
- Décroître pour des observations faites dans l'infrarouge.

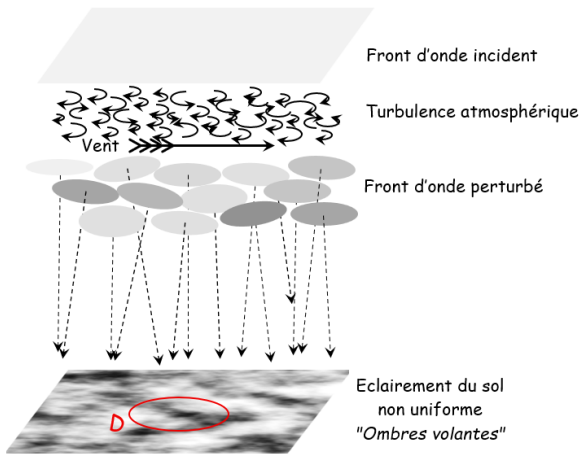


Figure 10. La scintillation atmosphérique.

Le front d'onde reçu au sol produit localement des focalisations ou défocalisations des rayons lumineux qui se traduisent par un éclairage non uniforme visible sous l'aspect d'ombres volantes dont la taille caractéristique est $\approx r_0$.

La scintillation est d'autant plus intense que le diamètre de la pupille $D \lesssim r_0$.

Pour une pupille de petit diamètre ($D \lesssim r_0$), la scintillation est intense. Quand le diamètre de la pupille augmente ($D > r_0$), la scintillation diminue par effet de moyenne. Sur des images à pose courte, les ombres volantes sont figées sur la pupille ; dans une image à pose longue, les ombres volantes traversant la pupille pendant le temps de pose, la scintillation est réduite par moyenne temporelle, en fonction de la vitesse du vent.

La scintillation produite par la turbulence optique est un effet particulièrement sensible dans les mesures de photométrie stellaire pour lesquelles elle génère un *bruit scintillation* B_I qui contribue au bruit de mesure photométrique B_T avec $B_T^2 = B_Q^2 + B_I^2$. Le bruit de détection $B_Q = 1/\sqrt{\langle S \rangle}$ où $\langle S \rangle$ est la valeur moyenne du signal, est diminué en accroissant la durée de la mesure. Le bruit de scintillation $B_I = \sqrt{\sigma_I^2}$ est à moyenne temporelle nulle, mais est d'autant plus grand que la turbulence optique est importante.

Une estimation du bruit de scintillation peut être obtenue par l'approximation de Young (1967) révisée par J. Osborn et al. [11]:

$$\sigma_I \approx 0,00418 C_I D^{-2/3} t^{-1/2} X^{3/2} \exp(-h_{obs}/H_0) \approx \Delta I / \langle I \rangle$$

Cette expression est fonction des paramètres : D le diamètre du télescope (m) ; $X = 1/\cos \gamma$ la masse d'air ; t le temps d'intégration (s) ; h_{obs} , l'altitude de l'observatoire (m) ; H_0 , l'échelle de hauteur de la turbulence atmosphérique (≈ 8000 m) et C_I un coefficient de correction empirique ($\approx 1,53$) proposée par J. Osborn et al.

Cette expression montre que le bruit de scintillation décroît quand on augmente le diamètre du télescope, le temps d'intégration et l'altitude de l'observatoire et augmente quand la distance zénithale de l'étoile visée augmente. Des estimations du bruit de scintillation (en millimag) en fonction des paramètres sont données dans la table 3.

Table 3. Evolution du bruit de scintillation en fonction des paramètres d'observation

(a) Estimations du bruit de scintillation σ_I (en millimag) pour des temps d'intégration $t = 10$ s et 100 s en fonction de la masse d'air X pour un télescope de diamètre $D = 30$ cm.

(b) Estimations du bruit de scintillation σ_I (en millimag) pour $t = 10$ s et $h = 100$ m en fonction de la masse d'air X pour des télescopes de différents diamètres D (cm).

(a)			(b)				
X/t (s)	10	100	X/D (cm)	10	20	30	50
1,0	4,5	2	1,0	9	6	4,5	3
1,5	8	3	1,5	15	9,5	8	5
3,0	24	11	3,0	50	31	24	17

On constate que le bruit de scintillation introduit une incertitude de mesure en magnitude de quelques à ~ 50 millimag.

Vouloir affranchir les mesures photométriques des effets de la scintillation atmosphérique a été un argument pour le développement de missions spatiales (CoRot, Kepler, Tess, Plato) dédiées aux observations photométriques, notamment pour développer les programmes de détection des exoplanètes par la méthode des transits.

6.2 Agitation

Cet effet, nettement visible à l'oculaire d'un télescope de petit diamètre, se traduit par un déplacement aléatoire de l'image instantanée au foyer du télescope. Désigné par les termes d'*agitation* ou *tip-tilt*, cet effet est dû aux fluctuations de l'angle d'arrivée des rayons lumineux produites par les variations aléatoires de l'inclinaison des zones cohérentes du front d'onde intercepté par la pupille du télescope (Figure 11). Les valeurs de l'angle d'arrivée restent voisines à l'échelle du paramètre de Fried r_0 .

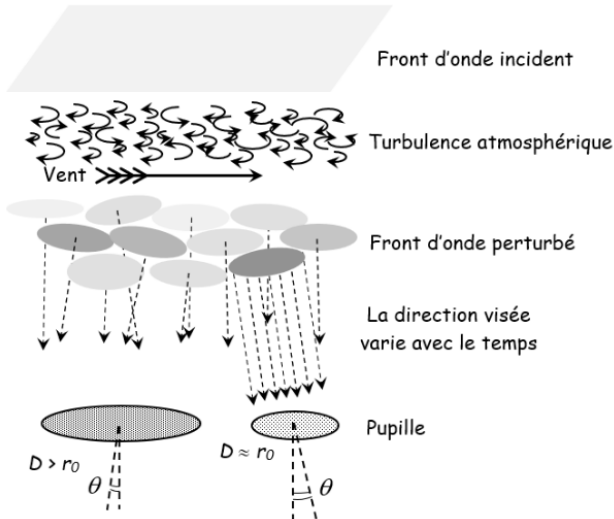


Figure 11. L'agitation atmosphérique (tip-tilt).

Elle est produite par les fluctuations de l'angle d'arrivée des rayons lumineux produites par les variations aléatoires de l'inclinaison des zones cohérentes du front d'onde intercepté par la pupille du télescope.

Les angles d'arrivée sont voisins à l'échelle du paramètre de Fried r_0 . L'agitation diminue par effet de moyenne quand D/r_0 croît.

L'agitation atmosphérique provoque le déplacement incessant du photocentre des images stellaires à pose courte et, par effet de moyenne, se traduit par l'étalement des images à pose longue. L'agitation des images est caractérisée par la variance σ_A^2 (exprimé en arcsec²) de l'angle d'arrivée θ donné par la position instantanée du photocentre de l'image dans le plan focal du télescope.

Pour une observation au zénith, une estimation de sa valeur est donnée par :

$$\sigma_A^2 \approx 0,36 \left(\frac{\lambda}{D}\right)^2 \left(\frac{D}{r_0(\lambda)}\right)^{5/3}$$

L'agitation atmosphérique génère un bruit $B_A = \sqrt{\sigma_A^2}$ dans les mesures de position astrométrique de l'étoile au foyer du télescope.

Avec, $\frac{\lambda}{D} \approx 0,206 \frac{\lambda[\mu\text{m}]}{D[\text{m}]}$ (en arcsec) et $r_0(\lambda) = r_0(0,55) \left(\frac{\lambda}{0,55}\right)^{6/5}$, on peut estimer les fluctuations de position de l'image en fonction du diamètre D (en m) du télescope, de la longueur d'onde λ (en μm) d'observation et de la qualité de la turbulence optique caractérisée par le paramètre de Fried r_0 (en m) :

$$\sigma_A('') \approx 0,1236 \left(\frac{\lambda}{D}\right) \left(\frac{D}{r_0(\lambda)}\right)^{5/6} \sim 3,155 D^{-1/6} r_0(0,55)^{-5/6}$$

Comme le montre la figure 12, à λ et r_0 fixés (seeing fixé), l'agitation décroît quand le diamètre D du télescope augmente. A λ et D fixés, l'agitation décroît quand la turbulence optique diminue.

L'agitation augmente quand la distance zénithale de l'étoile augmente car $\sigma_A \propto \left(\frac{1}{\cos \gamma}\right)^{3/2}$.

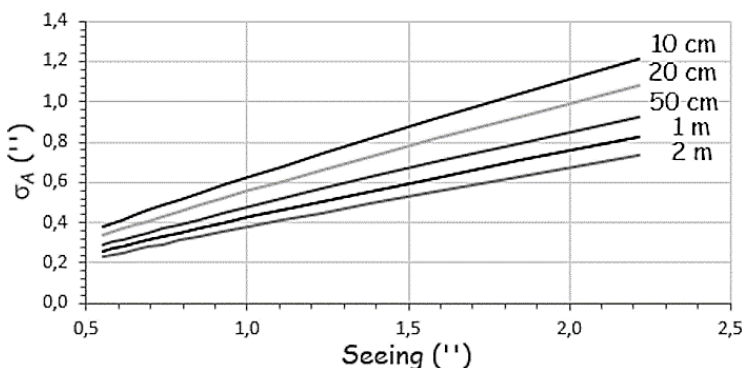


Figure 12. Estimation du bruit d'agitation σ_A (en ") en fonction du seeing (en ") pour différentes valeurs du diamètre du télescope pour une observation faite au zénith.

L'agitation introduit une erreur dans la mesure de position du photocentre des images à pose courte et limite à la précision des mesures astrométriques faites depuis le sol.

Vouloir s'affranchir des effets de l'agitation atmosphérique a donc été un argument fort pour le développement de l'astrométrie spatiale (HIPPARCOS et GAIA).

6.3 Étalement

Cet effet est une conséquence de la perte de cohérence du front d'onde sur la pupille du télescope quand le diamètre D de celle-ci devient plus grand que la valeur du paramètre de Fried r_0 .

Alors que la figure de diffraction pour une source ponctuelle (comme une étoile) devrait être d'autant plus petite que le diamètre de la pupille est grand, l'image d'une étoile observée depuis le sol apparaît d'autant plus étalée que la pupille est grande. Cet étalement de l'image est un effet de la turbulence optique (Figure 13).

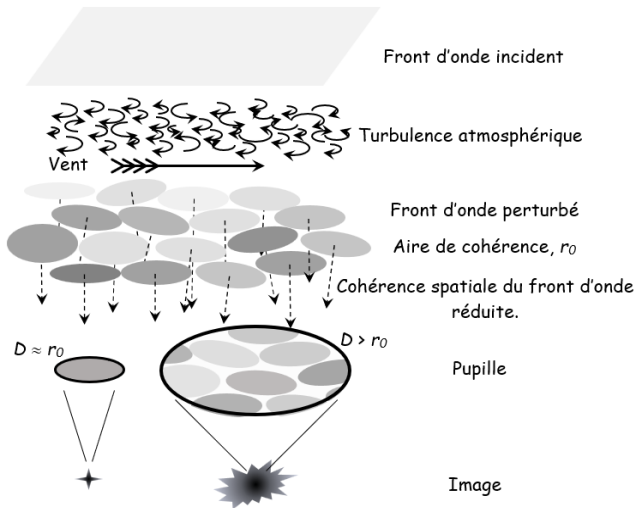


Figure 13. L'étalement des images

Au foyer du télescope, l'image d'une étoile paraît d'autant plus étendue que le rapport D/r_0 est grand.

Cela résulte de la perte de cohérence sur la partie du front d'onde perturbé intercepté par la pupille du télescope.

On observe que l'image stellaire formée au foyer du télescope, représentée par la tache de seeing ($\sim \lambda/r_0$) est beaucoup plus étendue que la tache de diffraction de ce télescope ($\sim \lambda/D$). Pour les observations astronomiques, l'effet de l'étalement atmosphérique produit à la fois une perte de résolution angulaire et une perte en sensibilité du fait de l'étalement de l'énergie lumineuse au foyer du télescope. L'importance de cet effet dépend du rapport D/r_0 et de la durée τ de la pose de chaque image.

6.3.1 Image instantanée

Pour une image instantanée, la structure du front d'onde est figée sur la pupille du télescope.

Pour une étoile simple, l'image formée au foyer du télescope est alors la fonction de transfert de modulation instantanée $\tilde{S}(\vec{f})$ évoquée au §4.3. La valeur de $\tilde{S}(\vec{f})$ est donnée par la fonction d'autocorrélation (AC) de l'amplitude de l'éclairement de la pupille du télescope par la lumière stellaire.

En l'absence de turbulence optique, la pupille du télescope de diamètre D est uniformément éclairée et l'on a :

$$\tilde{S}(\vec{f}) = \frac{AC[P(\vec{u})]}{\mathcal{P}} = T(\vec{f})$$

Formule dans laquelle $P(\vec{u})$ est la fonction pupille (décrivant la forme de la pupille du télescope) en fonction de la variable d'espace dans le plan pupille $\vec{u} = \frac{\vec{r}}{\lambda}$ et l'aire de la pupille $\mathcal{P} = \frac{\pi}{4} \left(\frac{D}{\lambda}\right)^2$.

En présence de turbulence optique, l'expression de $\tilde{S}(\vec{f})$ devient :

$$\tilde{S}(\vec{f}) = \frac{AC[\psi(\vec{u}) P(\vec{u})]}{\mathcal{P}}$$

Dans laquelle $\psi(\vec{u})$ est l'amplitude complexe du front d'onde perturbé par la turbulence atmosphérique. Dans le cas d'une pupille circulaire, les expressions de $\tilde{S}(\vec{f})$ sont montrées dans la figure 14.

L'image instantanée d'une étoile simple représente la fonction d'étalement du point, $S(\vec{\alpha}) = |\mathcal{A}(\vec{\alpha})|^2$ avec $\mathcal{A}(\vec{\alpha})$ l'amplitude complexe diffractée, transformée de Fourier (TF) de la distribution de l'éclairement de la pupille du télescope, $\mathcal{A}(\vec{\alpha}) = TF[\psi(\vec{r}) P(\vec{r})]$, \vec{r} étant une variable de position dans le plan pupille. Dans le cas d'une pupille circulaire, les expressions de $S(\vec{\alpha})$ sont montrées dans la figure 15.

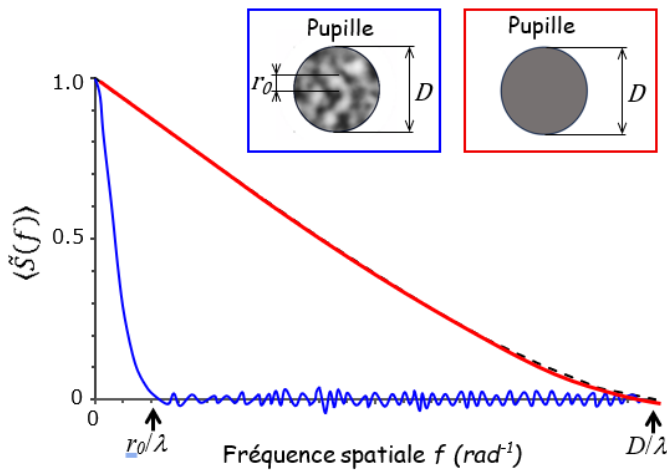
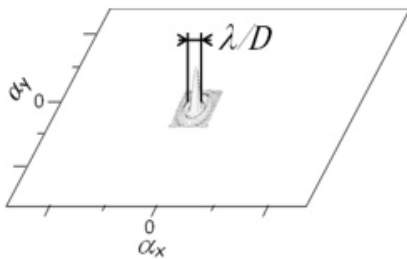


Figure 14. Fonction de transfert de modulation instantanée $\tilde{S}(\vec{f})$ d'un télescope, en l'absence (rouge) et en présence (bleu) de turbulence optique.

En l'absence de turbulence, l'image d'une source ponctuelle est la figure de diffraction théorique du télescope c'est-à-dire une tache d'Airy dans le cas d'une pupille circulaire dont le diamètre angulaire λ/D fixe la résolution angulaire des observations.

En présence d'une turbulence caractérisée par un paramètre de Fried r_0 , l'image d'une source ponctuelle résultant de la diffraction du front d'onde perturbé intercepté par la pupille du télescope, apparaît comme une tache dont le diamètre est $\sim \lambda/r_0$, constituée de grains lumineux (les *tavelures* ou *speckles*) de taille caractéristique $\sim \lambda/D$.

En l'absence de turbulence



En présence de turbulence

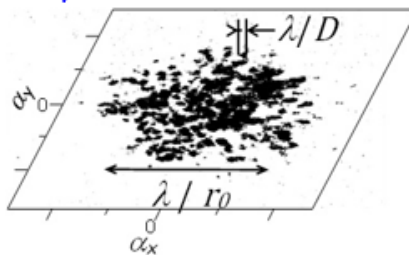


Figure 15. Fonction d'étalement de point $S(\vec{\alpha})$ pour une image stellaire au foyer d'un télescope en l'absence (à gauche) et en présence de turbulence atmosphérique (à droite).

6.3.2 Image à pose longue

L'image de l'étoile est enregistrée avec un temps de pose τ beaucoup plus long que le *temps de cohérence* τ_0 de la turbulence optique (§3.2.3.). Pour des observations photographiques, cela correspondait à des temps de pose allant de l'ordre de la seconde (images planétaires) à plusieurs heures (images du ciel profond). Une image à pose longue est donc la somme des images instantanées sur la durée de la pose.

L'image d'une étoile simple se présente sous la forme d'une tache lumineuse circulaire plus ou moins étalée associée à la fonction de transfert de modulation moyenne $\langle \tilde{S}(\vec{f}) \rangle = B(\vec{f}) T(\vec{f})$ formule dans laquelle $B(\vec{f})$ est la fonction de cohérence spatiale du front d'onde perturbé et $T(\vec{f})$ fonction de transfert du télescope.

Au foyer d'un télescope de diamètre $D > r_0$, on a :

$$\langle \tilde{S}(\vec{f}) \rangle \approx B(\vec{f}) = \exp \left[-3,44 \left(\frac{\lambda f}{r_0} \right)^{5/3} \right]$$

En présence d'une turbulence caractérisée par le paramètre de Fried r_0 , la pupille du télescope produit un filtrage des fréquences spatiales, ne transmettant efficacement que les fréquences $f \leq f_0$ avec $f_0 = r_0/\lambda$.

L'image d'une étoile simple se présente sous la forme d'une tache à peu près circulaire, la résolution angulaire des observations étant alors limitée par la valeur de l'*angle de seeing* $\epsilon \approx 0,976 \lambda/r_0$ défini comme la largeur à mi-hauteur de l'image à pose longue d'une étoile simple [7].

En pratique, on peut estimer l'angle de seeing $\epsilon'' \approx 20,13 \lambda(\mu\text{m})/r_0(\lambda(\text{cm}))$, avec $r_0(\lambda) = r_0(0,55) \left(\frac{\lambda}{0,55} \right)^{6/5}$.

Comme $\epsilon \propto \lambda^{-1/5}$, l'angle de seeing est peu chromatique.

6.3.3 Image à pose courte

En pratique, l'image est dite à pose courte si elle est enregistrée avec un temps de pose d'une durée τ comparable au temps de cohérence de la turbulence optique τ_0 . Pour une étoile simple, cette image est analogue à une image instantanée (§5.3.1.). Elle contient de l'information à haute résolution angulaire jusqu'à la fréquence spatiale $f_D = D/\lambda$ imposée par le diamètre de la pupille D et la longueur d'onde d'observation λ .

Pour ne pas perdre cette information, lors du traitement d'un grand nombre d'images stellaires, il faut moyenner le carré du module du spectre de puissance $\langle |\tilde{I}(\vec{f})|^2 \rangle$ des images à pose courte. L'observation d'une étoile simple permet d'obtenir la fonction de transfert de modulation $\langle |\tilde{S}(\vec{f})|^2 \rangle$ qui au foyer d'un télescope de diamètre $D > r_0$ est désignée comme la *fonction de transfert speckle* (Figure 16) :

$$\langle |\tilde{S}(\vec{f})|^2 \rangle \approx \langle |\tilde{S}(\vec{f})|^2 \rangle + \frac{\sigma}{P} T(\vec{f})$$

Le premier terme est associé à la fonction de transfert de modulation moyenne de l'image longue pose pour les fréquences spatiales $f \lesssim r_0/\lambda$ (§5.3.2.). Le second terme représente la contribution des hautes fréquences spatiales, $r_0/\lambda < f \leq D/\lambda$, pour laquelle $\sigma = 0,342 (r_0/\lambda)^2$ est l'aire de cohérence de Fried et P l'aire de la pupille (§5.3.1.). Malgré la présence de turbulence atmosphérique, la pupille du télescope transmet de façon atténuée les fréquences jusqu'à la fréquence de coupure imposée par la diffraction $f \approx D/\lambda$. Le facteur d'atténuation est l'inverse du nombre de tavelure $N_{tav} = \frac{P}{\sigma} \sim 2,3 \left(\frac{D}{r_0}\right)^2$.

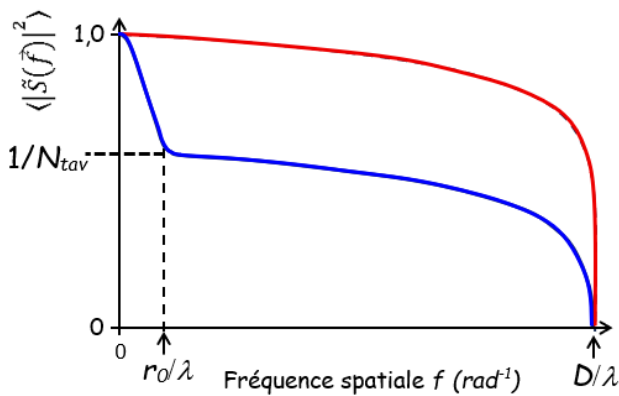


Figure 16. Fonction de transfert speckle $\langle |\tilde{S}(\vec{f})|^2 \rangle$ pour des images à pose courte.

En l'absence de turbulence (en rouge), transmission à peu près uniformément de toutes les fréquences spatiales $f \lesssim D/\lambda$. En présence de turbulence (en bleu), la fonction présente un lobe basses fréquences pour $f \lesssim r_0/\lambda$, mais transmet de façon atténuée les fréquences $r_0/\lambda < f \leq D/\lambda$.

En pratique en examinant l'aspect des images stellaires à courte pose, on peut distinguer deux cas en fonction du rapport D/r_0 comme illustré sur la figure 17.

Par forte turbulence, $D \gg r_0$, l'image apparaît comme une distribution relativement uniforme de tavelures de taille $\approx \lambda/D$ dans une tache de taille $\sim \lambda/r_0$.

On peut caractériser ces images par le *Rapport de Srehl* : $S = I_{max}/I_0$, rapport de l'Intensité maximale de l'image I_{max} sur l'Intensité maximale de la tache de diffraction I_0 obtenue en l'absence de turbulence. Le rapport de Srehl est fonction de l'écart de phase δ (rad) sur la pupille : $S \approx \exp[-\delta^2] \leq 1$.

Si la turbulence est faible, $D \gtrsim r_0$ et le nombre de tavelures diminue et celles-ci sont d'intensité non uniforme et quelques tavelures plus intenses apparaissent. Dans une longue série d'images, si les déformations du front d'onde perturbé sont < 1 rad, il peut arriver qu'une image soit limitée par la diffraction avec rapport de Srehl $S > 0,37$.

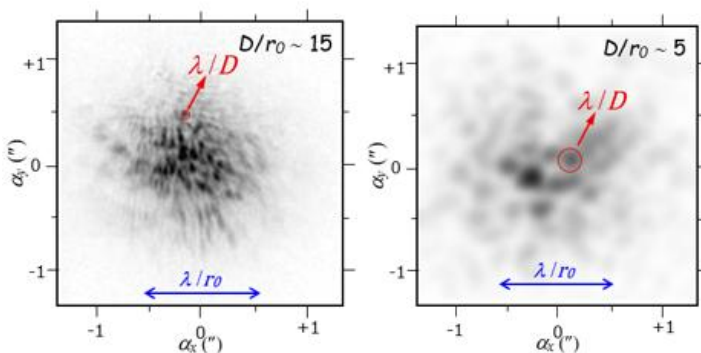


Figure 17. Aspect des images stellaires à pose courte en fonction du rapport D/r_0 .

En pratique, que faire en présence de turbulence atmosphérique ?

L'agitation et l'étalement des images apparaissent comme les effets dominants de la turbulence atmosphérique, responsables de la dégradation de la qualité des observations astronomiques, notamment celles des étoiles doubles. L'image stellaire présente un flou (*image blurring*) qui produit une perte en résolution angulaire que l'on peut chercher à réduire de différentes façons :

- En recherchant de meilleures conditions d'observations, en sélectionnant les nuits bénéficiant d'une faible turbulence atmosphérique caractérisées par un grand r_0 et des vents faibles.
- En utilisant un dispositif de guidage rapide (correcteur de tip-tilt) pour éliminer l'effet de l'agitation des images à pose courte [12][13].

Avec ces méthodes, la résolution angulaire des images reste généralement limitée à $\approx \lambda/r_0$ par le seeing.

Mais on peut aussi :

- Utiliser la technique du *Lucky imaging* consistant en l'addition d'images sélectionnées par un tri sévère des images à pose courte [14].
- Utiliser la technique de l'interférométrie des tavelures, inventée en 1970 par Antoine Labeyrie [15], qui s'est révélée très efficace notamment pour l'observation des étoiles doubles.
- Utiliser l'*optique adaptative*, technique basée sur la correction en temps réel des aberrations optiques du front d'onde reçu par le télescope [16]. Cette technique est largement utilisée sur les grands télescopes optiques.

Ces méthodes d'observation permettent de retrouver la résolution angulaire des images limitée par la diffraction $\approx \lambda/D$ mais seulement dans le champ d'isoplanétisme imposé par la turbulence optique (§3.2.2.).

7. Effet de la turbulence atmosphérique sur les observations d'étoiles doubles

7.1 Binaires photométriques

Les astronomes amateurs contribuent depuis longtemps à l'observation des étoiles variables et notamment à celles dont la cause de variabilité extrinsèque est la présence d'une autre étoile orbitant autour de l'étoile principale, constituant un système binaire désigné comme *étoiles doubles à éclipses*. On note également dans ce domaine, le développement de collaboration entre astronomes professionnels et amateurs dans le cadre de programmes PROAM [17] [18].

Les composantes du système sont généralement non résolues angulairement par le télescope. Les paramètres de l'orbite et le rapport des flux lumineux des composantes sont dérivés de l'analyse de la courbe de lumière montrant la variation temporelle du flux stellaire total observé. Cette analyse conduit également à l'estimation de la morphologie du système et notamment à la taille des composantes. L'observation des binaires à éclipses est basée sur la mesure du flux lumineux stellaire, résultant de l'addition des flux des deux composantes. Cette mesure est obtenue par l'application d'une technique de photométrie astronomique.

Pour ces observations photométriques, la turbulence atmosphérique agit par l'effet de *scintillation* (§5.1.) qui impacte les mesures du flux lumineux comme le signale l'AAVSO dans son *Guide pour la photométrie CCD* [19]. Les effets d'*agitation* (§5.2.) et d'*étalement* (§5.3.) se combinent pour étaler la lumière stellaire ce qui tend à dégrader les performances en termes de magnitude limite des images stellaires enregistrées.

7.2 Binaires spectroscopiques

L'observation des binaires spectroscopiques a longtemps été un domaine réservé des astronomes professionnels, mais depuis quelques années on note l'apparition de contributions d'astronomes amateurs, souvent dans le cadre de programmes PROAM [20].

Les composantes du système sont généralement non résolues angulairement par le télescope. Les paramètres de l'orbite sont déduits de l'analyse de la courbe de variation temporelle des vitesses radiales. La mesure de la vitesse radiale est tirée de l'analyse du spectre stellaire du système résultant de l'addition des spectres de chacune des composantes.

Si la différence de magnitude est faible, le spectre apparait composite et les raies spectrales sont dédoublées ce qui permet la détermination de l'orbite des composantes autour du centre de masse du système (type SB2). La différence de magnitude peut être estimée.

Pour une forte différence de magnitude, seules les raies du spectre de la composante brillante sont mesurables et son orbite déterminée (type SB1).

Dans certains cas intermédiaires, il est possible d'analyser le spectre composite observé avec un spectre calculé en combinant ceux de deux étoiles modélisées et ainsi d'en déduire le spectre de chacune des composantes, transformant une binaire initialement de type SB1 en binaire SB2.

Le spectre est obtenu généralement au moyen de spectrographes à fente par l'enregistrement d'images avec des temps de pose longs.

Pour ces observations, la turbulence atmosphérique agit par les effets d'*agitation* (§5.2.) et d'*étalement* (5.3.) des images. Ces deux effets se combinent pour étaler le flux lumineux stellaire ce qui tend à dégrader le rapport signal sur bruit des spectres instantanés enregistrés.

Cet effet peut être limité en augmentant le nombre d'images enregistrées en allongeant le temps de pose total, mais il en résulte une baisse de la magnitude limite des étoiles observables.

7.3 Binaires visuelles

Les astronomes amateurs ont également contribué depuis longtemps à l'observation des étoiles doubles au côté des astronomes professionnels. Les composantes du système sont résolues par le télescope et l'observation d'une étoile double visuelle consiste en la mesure de la position relative des deux composantes sur le plan du ciel (séparation angulaire ρ et orientation θ) et à l'estimation de leur différence de magnitude.

Si les deux composantes du couple sont liées par la gravitation, elles constituent un système binaire dont l'orbite relative est obtenue à partir de l'étude de la variation temporelle de la position relative des deux composantes.

Pour les couples serrés, dont la séparation est généralement inférieure à l'*angle d'isoplanétisme* (§ 3.3.2.), cette mesure astrométrique est obtenue au moyen d'une technique d'astrométrie basée sur l'analyse de séries d'images à pose courtes, par *Lucky imaging* ou *interférométrie des tavelures*.

Pour les couples plus écartés, on peut utiliser une méthode d'astrométrie différentielle sur des images à pose longue. Une estimation de la différence de magnitude des composantes peut également être obtenue pour un couple bien séparé, une technique de photométrie différentielle permettant d'estimer le rapport des flux lumineux des composantes.

Dans le cas des binaires visuelles, deux facteurs limitent la sensibilité des observations :

- La séparation angulaire des composantes par rapport à la résolution angulaire de l'observation ;
- La différence de magnitude entre les deux composantes par rapport à la sensibilité photométrique.

La turbulence atmosphérique agit surtout par les effets d'*étalement* (§5.3.) et d'*agitation* (§5.2.). Deux cas sont à envisager :

- Les couples dits *serrés* avec une séparation inférieure à l'*angle d'isoplanétisme* ;
- Les couples dits *écartés*, avec une séparation supérieure à l'*angle d'isoplanétisme*.

Ces effets dégradent la précision des mesures astrométriques et l'effet de la *scintillation* (§5.1.) peut également intervenir pour les mesures photométriques.

7.3.1 Couples serrés à composantes dans le champ d'isoplanétisme

Dans le cas d'une binaire dont la séparation angulaire des composantes est plus petite que l'angle d'isoplanétisme, comme le montre la figure 18, la lumière de chacune des étoiles traverse les mêmes couches atmosphériques et est donc affectée de la même façon par la turbulence optique. Les images à pose courte de chaque composante présentent donc des structures tavelées identiques et sont affectées du même mouvement d'agitation.

Cela est dû au fait que la lumière de chacune des étoiles traverse les mêmes couches atmosphériques et est donc affectée de la même façon par la turbulence optique.

Pour une observation faite au foyer d'un télescope de diamètre D à la longueur d'onde λ , avec une turbulence optique caractérisée par un paramètre de Fried r_0 , dans chaque image, d'étalement $\sim \lambda/r_0$, les tavelures ont une dimension caractéristique $\sim \lambda/D$ et constituent des paires reproduisant le couple stellaire.

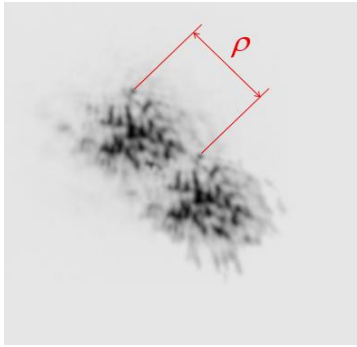


Figure 18. Image à courte pose d'une étoile double visuelle serrée.

Les deux images ne diffèrent que par leur intensité, liée à la différence des magnitudes de leurs composantes.

Les nombreuses tavelures ont une dimension caractéristique $\approx \lambda/D$ et constituent des paires reproduisant le couple stellaire malgré l'étalement des images de largeur $\sim \lambda/r_0$.

Dans le cas d'une binaire serrée, la distance angulaire de chaque paire de tavelures donne une mesure de la séparation angulaire ρ , jusqu'à des valeurs voisines du pouvoir de résolution du télescope $\approx \lambda/D$ nettement inférieures à l'étendue des images imposées par la turbulence atmosphérique. En pratique, deux cas se présentent en fonction de la qualité de la turbulence atmosphérique.

Par faible turbulence avec $D \leq r_0$

La technique du *Lucky Imaging* peut être utilisée pour traiter les images à pose courte enregistrées et obtenir les mesures des couples observés. Cette technique est basée sur la mesure des rares images limitées par la diffraction présentes dans une longue série d'images à pose courte. En 1978, Fried a estimé la probabilité d'avoir des images à courte pose avec un rapport de Strehl $S \geq 0,37$ malgré un rapport $D/r_0 \geq 3,5$ [21] :

$$P \sim 5,6 \exp[-0,1557 (D/r_0)^2]$$

Bien que cette probabilité devienne très faible par forte turbulence, la technique *Lucky Imaging* s'est avérée puissante pour l'obtention de mesures d'étoiles doubles. Utilisant l'enregistrement d'une séquence d'images à pose courte, cette technique est basée sur un tri sévère des meilleures images qui sont ensuite composées (méthode du *shift and add*) ; la mesure est effectuée sur l'image composite finale. Elle est largement utilisée par les astronomes amateurs [22].

Par forte turbulence avec $D \gg r_0$

La technique de l'*Interférométrie des tavelures* permet de s'affranchir des effets de la turbulence, de conserver la finesse des détails visibles dans les images à courte pose et ainsi de faire la mesure d'une étoile double avec une précision limitée par le pouvoir de résolution du télescope.

Utilisant l'enregistrement d'une séquence d'images à pose courte, cette technique est basée initialement sur la somme des spectres de puissances ou des fonctions d'autocorrélation des images dont on extrait la mesure de l'étoile double avec une précision limitée par le pouvoir de résolution du télescope.

Un inconvénient de cette méthode est la détermination du paramètre d'orientation du couple avec une ambiguïté de 180°. Celle-ci est levée par l'emploi d'une technique de traitement des images basée sur le calcul de la fonction d'autocorrélation vectorielle dirigée inventée dans les années 1990.

L'*interférométrie des tavelures* est largement utilisée par les astronomes amateurs [23][24][25].

Effets pervers de la turbulence atmosphérique

Pour terminer cette partie, il convient de mentionner ici que les effets de la turbulence atmosphérique ne sont pas éliminés par les méthodes d'observations comme l'interférométrie des tavelures. Attention aux *fantômes optiques* (FO), comme les appelle Andrei Tokovinin [26]. Il s'agit de pics secondaires qui apparaissent dans la fonction d'autocorrélation des images à pose courte et qui se révèlent être des artefacts et non la signature de la présence d'un compagnon stellaire, comme le montre la figure 19.

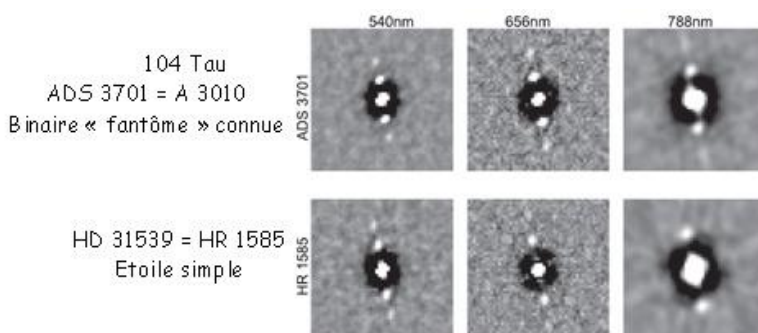


Figure 19. Fantômes optiques (FO). Exemples de FO observés le 20/02/2016. Télescope SOAR, $D = 4,1$ m Cerro Pachón, Chili. (D'après la figure 3 [25])

Je résume ici les résultats de l'analyse du phénomène FO effectuée par Andrei Tokovinin :

- Phénomène apparaissant pour des objets observés dans une même zone du ciel ;
- Apparitions et disparitions sur une échelle de temps de plusieurs minutes ;
- La séparation du « compagnon » augmente proportionnellement à la longueur d'onde ;
- Les angles de position des « compagnons » confinés dans une plage étroite proche de la direction NS ;
- Phénomène apparaissant durant des nuits avec un vent très faible ou nul ;
- Interprétable comme l'effet d'une perturbation quasi périodique de la phase du front d'onde ;

La nature des FO est inconnue, mais il pourrait s'agir d'un phénomène atmosphérique transitoire.

Le phénomène des *fantômes optiques* pourrait donc expliquer certaines fausses découvertes d'étoiles doubles.

7.3.2 Couples écartés à composantes hors du champ d'isoplanétisme

Dans le cas d'une binaire dont la séparation angulaire des composantes est plus grande que l'angle d'isoplanétisme, comme le montre la figure 19, les images à pose courte de chaque composante présentent des structures tavelées différentes et sont affectées des mouvements d'agitations incohérents. Cela est dû au fait que les lumières de chacune des étoiles ne traversent pas les mêmes couches atmosphériques et ne sont donc pas affectées de la même façon par la turbulence optique.

Pour une observation faite au foyer d'un télescope de diamètre D à la longueur d'onde λ , avec une turbulence optique caractérisée par un paramètre de Fried r_0 , dans chaque image d'étalement $\sim \lambda/r_0$, les tavelures ont toujours une dimension caractéristique $\approx \lambda/D$, mais ne constituent plus des paires reproduisant l'étoile double.

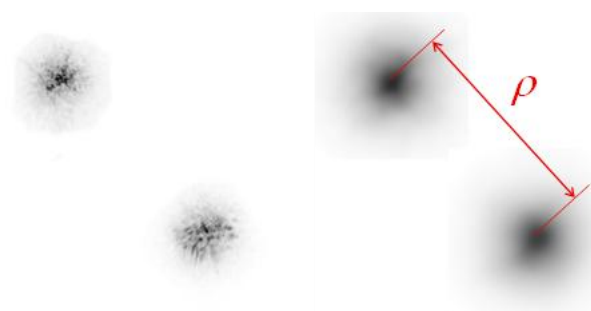


Figure 19. Images d'une étoile double visuelle écartée.

À gauche, image du couple à pose courte dans laquelle les tavelures ont une dimension caractéristique $\approx \lambda/D$ mais ne constituent pas des paires reproduisant l'étoile double alors que l'étalement des images est $\sim \lambda/r_0$.

À droite, image du couple à pose longue permettant la mesure de la séparation angulaire du couple stellaire représenté par la paire de taches de seeing de largeur à mi-hauteur $\sim \lambda/r_0$.

Dans le cas d'une binaire écartée, la technique de l'interférométrie des tavelures ne s'applique pas. Les valeurs de ρ et θ sont déterminées en employant une technique d'astrométrie à petit champ pour mesurer la position des deux taches de seeing de largeur à mi-hauteur $\sim \lambda/r_0$ obtenue en intégrant les images à pose courte sur une pose longue. Dans ce cas, le pouvoir séparateur de l'observation limité par le seeing est donc inférieur à la résolution angulaire du télescope $\approx \lambda/D$.

8. Conclusion

L'origine et la localisation de la turbulence atmosphérique ainsi que les effets de la turbulence optique sur les images astronomiques sont maintenant bien compris. Les études théoriques de la propagation de la lumière à travers l'atmosphère turbulente sont à la base des développements de techniques qui ont permis :

- D'augmenter la résolution angulaire des observations en présence de turbulence avec le *Lucky Imaging* et l'*interférométrie des tavelures* ;
- D'éliminer les effets de la turbulence avec l'*optique adaptative* ;
- De développer des outils de mesure (*moniteurs de seeing*) utilisés pour étudier la qualité d'un site d'observation et même établir des prévisions de la valeur du seeing.

Pour l'observation des étoiles binaires spectroscopiques ou des binaires à éclipses, les effets de la turbulence atmosphérique entraînent essentiellement une limitation des performances en termes de magnitude limite des étoiles observables pour un télescope et un site donné.

Pour les binaires visuelles, la performance des observations est surtout caractérisée par la résolution angulaire atteinte qui fixe la séparation des couples les plus serrés que l'on peut espérer mesurer. L'emploi des techniques de *lucky imaging* ou d'*interférométrie des tavelures* permet en principe de s'affranchir de l'effet du seeing et d'atteindre la

résolution angulaire théorique du télescope, mais cela uniquement pour des couples dont la séparation angulaire est inférieure à la valeur de l'angle d'isoplanétisme.

L'expérience montre, notamment dans le cas des étoiles doubles, que le temps d'observation passé au télescope pour enregistrer des données est bien inférieur à celui qui est nécessaire pour traiter ces données et en extraire les mesures de qualité nécessaires pour réaliser le programme scientifique qui a motivé ces observations.

Si un conseil doit être donné aux observateurs, le plus important me semble être celui de bien adapter leur programme d'observation à la qualité de la nuit pour éviter autant que possible de perdre leur temps à traiter des données de piètre qualité obtenues en raison de mauvaises conditions de turbulence atmosphérique.

Remerciements

Pour la préparation de cet article, j'ai utilisé le *NASA's Astrophysics Data System* ainsi que le Service des Bibliothèques de l'OCA que je tiens à remercier.

Références

- [1] B. Trégon, Comprendre la turbulence atmosphérique en imagerie astronomique, <https://www.bregon-astro.org/home/comprendre-la-turbulence/>
- [2] D. Bonneau, Les effets optiques de la turbulence atmosphérique dans les images astronomiques, 2023, CRPHYS 23S, 269B. <https://comptes-rendus.academie-sciences.fr/physique/item/10.5802/crphys.101.pdf>
- [3] René Moreau, L'atmosphère et l'enveloppe gazeuse de la Terre, <https://www.encyclopedie-environnement.org/air/atmosphere-et-lenveloppe-gazeuse-de-terre/>
- [4] A. N. Kolmogorov, The local structure of turbulence in incompressible viscous fluid for very large Reynolds numbers, Dan. S.S.S.R. 1941, **30**, 301-305.
- [5] V. I. Tatarskii, Wave Propagation in a Turbulent Medium, Dover, New York, 1961.
- [6] D. L. Fried, Statistics of a geometric representation of wavefront distortion, 1965, J. Opt. Soc. Am. **55**, 1427.
- [7] D. L. Fried, Limiting resolution looking down through the atmosphere, 1966, J. Opt. Soc. Am. **56**, 1380.
- [8] D. L. Fried, Anisoplanatism in adaptive optics, 1982, J. Opt. Soc. Am. **72**, 52.
- [9] P. Léna, D. Rouan, F. Lebrun, F. Mignard, D. Pelat, L. Mugnier, L'observation en Astrophysique, EdP Sciences/CNRS, Editions, Paris, 2008.
- [10] F. Roddier, The effects of atmospheric turbulence in optical astronomy, 1981, Prog. Opt. **19**, 281.
- [11] J. Osborn, et al. Atmospheric scintillation in astronomical photometry, M. N. R. A. S. **452** (2015), p. 1707-1716. <https://arxiv.org/pdf/1506.06921>
- [12] S. S. Olivier, Tip-tilt compensation for astronomical imaging, J. Opt. Soc. Am. A **11** (1994), p. 368-378
- [13] https://www.bregon-astro.org/home/comprendre-la-turbulence/#dans_la_zone_disoplanetisme_agitation_tiptilt
- [14] J. Hecquet, G. Coupinot, Gain en résolution par superposition de poses courtes recentrées, J. Opt. (Paris) **16** (1985), p. 21-26. <https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0150-536X/16/1/002/pdf>
- [15] A. Labeyrie, Attainment of Diffraction Limited Resolution in Large Telescopes by Fourier Analysing Speckle Patterns in Star, 1970, A&A **6**, 85. <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1970A%26A.....6...85L>
- [16] G. Rousset et T. Fusco, Optique adaptative : correction des effets de la turbulence atmosphérique sur les images astronomiques, 2023, CRPhys. **23S**, 293. <https://comptes-rendus.academie-sciences.fr/physique/item/10.5802/crphys.111.pdf>
- [17] L. Corp, L'observation des étoiles de types binaires à éclipses - aspects théoriques, 2020, ED **1**, 11. <https://etoilesdoubles.org/revue/ED-2020-01/ED-2020-01-Corp.pdf>
- [18] L. Corp, L'observation des étoiles de types binaires à éclipses - aspects pratiques, 2021, ED **3**, 15. <https://etoilesdoubles.org/revue/ED-2021-03/ED-2021-03-CORP.pdf>
- [19] AVSO : Guide pour la photométrie CCD. https://www.aavso.org/sites/default/files/publications_files/ccd_photometry_guide/CCDPhotometryGuide-French/guide_complet.pdf
- [20] G. Bertrand, Introduction à l'étude des étoiles doubles spectroscopiques, 2023, ED **3**, 3.

<https://etoilesdoubles.org/revue/ED-2023-06/ED-2023-06-BERTRAND.pdf>

[21] D. L. Fried, Probability of getting a lucky short-exposure image through turbulence, 1978, J. Opt. Soc. Am. **68**, 1651.

[22] Dans Observing and measuring visual double stars Ed. R. W. Argyle, Springer 2012 ; R. Anton, Chap. 16, Lucky Imaging.

[23] B. Tregon, Initiation à l'interférométrie des tavelures – 1ère partie, 2020, ED **1**, 21.

<https://etoilesdoubles.org/revue/ED-2020-01/ED-2020-01-Tregon.pdf>

[24] J. Serot, Initiation à l'interférométrie des tavelures – 2ème partie, 2021, ED **3**, 21.

<https://etoilesdoubles.org/revue/ED-2021-03/ED-2021-03-SEROT.pdf>

[25] Dans Observing and measuring visual double stars Ed. R. W. Argyle, 2012 ; N. Turner, Chap. 18, Astrometric Speckle Interferometry for the Amateur.

[26] A. Tokovinin, Speckle Interferometry at SOAR in 2016 and 2017, 2018, AJ **155**, 235

<https://arxiv.org/pdf/1804.10553>



Daniel Bonneau

Une thèse de troisième cycle en Astrophysique effectuée à l'observatoire de Meudon sous la direction d'Antoine Labeyrie, m'a amené à découvrir le monde étoiles doubles et à participer à l'aventure de la renaissance des observations à haute résolution angulaire. Entre 1972 et 1991, je me suis surtout consacré à la détermination des paramètres stellaires fondamentaux (masses et températures) et au sondage de la structure de l'atmosphère étendue d'étoiles géantes froides par interférométrie des tavelures. Ensuite, mes recherches ont eu essentiellement pour thème l'étude des phénomènes de perte et de transfert de masse dans les systèmes binaires massifs (type Be binaires, beta Lyrae, Wolf-Rayet) et la détermination des paramètres stellaires au moyen d'observations par interférométrie optique à grande base. Depuis 2011, je suis astronome honoraire à l'Observatoire de la Côte d'Azur, collaborateur scientifique bénévole du laboratoire Lagrange.