

Université de Montréal

Suivi photométrique de candidates exoplanètes identifiées  
par le *Transiting Exoplanet Survey Satellite*

par

Charles Cadieux

Département de physique  
Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté à la Faculté des études supérieures  
en vue de l'obtention du grade de  
Maître ès sciences (M.Sc.)  
en physique

Août 2020



# Université de Montréal

Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé

## Suivi photométrique de candidates exoplanètes identifiées par le *Transiting Exoplanet Survey Satellite*

présenté par

### Charles Cadieux

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes :

*Björn Benneke*

---

(président-rapporteur)

*René Doyon*

---

(directeur de recherche)

*David Lafrenière*

---

(membre du jury)

Mémoire accepté le :

*30 octobre 2020*

---



## Résumé

---

La majorité des exoplanètes connues à ce jour ont été découvertes par la méthode du transit, qui infère indirectement l'existence de tels objets, si l'alignement le permet, en mesurant la baisse temporaire et répétée de la brillance d'une étoile lors du passage d'une exoplanète devant celle-ci. La recherche de biosignatures, donc de vie, dans l'atmosphère d'une exoplanète est désormais le principal objectif dans ce domaine d'études, et pour maintes raisons, celles de taille de moins d'approximativement deux rayons terrestres autour d'étoiles naines rouges sont particulièrement convoitées. Afin de connaître davantage de tels systèmes dans le voisinage solaire et dans toutes les régions du ciel, le *Transiting Exoplanet Survey Satellite* (TESS) fut lancé en avril 2018. Le grand échantillonnage de 21'' par pixel des caméras à bord de TESS résulte fréquemment à une contamination des données des étoiles d'intérêt montrant un signal prometteur de transit, par le flux d'autres étoiles à proximité. Lorsque l'une de ces sources contaminantes est une étoile binaire à éclipses, phénomène astrophysique pouvant mimer un transit, la détection constitue très souvent un événement faux positif. Ainsi, de nouvelles observations photométriques et spectroscopiques sont généralement requises pour identifier les véritables exoplanètes. Ce mémoire présente les résultats du suivi photométrique de neuf candidates exoplanètes identifiées par TESS à l'Observatoire du Mont-Mégantic avec la caméra Planètes Extra-Solaires en Transit et Occultations (PESTO). Une routine d'ajustement de courbe de transit développée durant cette maîtrise procure une estimation de certains paramètres physiques (rayons, demi-grand axe et inclinaison) des candidates. Parmi celles-ci, TOI 1452.01 ressort du lot, car cette probable exoplanète d'environ deux rayons terrestres orbite dans la zone habitable de son hôte naine rouge, c'est-à-dire à une distance permettant la présence d'eau liquide à sa surface.

**Mots-clés : exoplanète — satellite TESS — photométrie — méthode du transit — observations de suivi**



# Abstract

---

The majority of the exoplanets known to date have been discovered using the transit method, which indirectly infers the existence of such objects by measuring a temporary and repeated drop in the brightness of a star when, for the right alignment, an exoplanet passes in front of it. The search for biosignatures, thus life, in an exoplanet atmosphere is now the main objective in this field of study, and for several reasons, planets with a radius less than approximately two Earth radii around red dwarfs are particularly targeted. With the goal of finding more such systems in the solar neighbourhood and in all regions of the sky, the Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS) was launched in April 2018. The large image sampling of  $21''$  per pixel of the cameras on board TESS often results in data contamination of stars showing promising transit signal, by the flux of nearby stars. If one of these contaminating sources happens to be an eclipsing binary, an astrophysical phenomenon able to mimic a transit, the detection is most likely a false positive event. Thus, follow-up observations in photometry and in spectroscopy are generally required to identify the genuine exoplanets. This thesis presents the results of a photometric monitoring campaign at the Observatoire du Mont-Mégantic with the Planètes Extra-Solaires en Transit et Occultations (PESTO) camera of nine exoplanet candidates identified by TESS. A transit curve fitting routine developed during this master's provides an estimation for certain physical parameters (radius, semi-major axis and inclination) of these candidates. Among them, TOI 1452.01 stands out, because this probable exoplanet has an estimated radius close to two Earth radii, in addition to being located within the habitable zone of its red dwarf host, i.e. at a distance allowing the presence of liquid water on its surface.

**Keywords:** exoplanet — TESS — photometry — transit method — follow-up observations



# Table des matières

---

<b>Résumé</b> .....	v
<b>Abstract</b> .....	vii
<b>Liste des tableaux</b> .....	xiii
<b>Liste des figures</b> .....	xv
<b>Liste des sigles et des abréviations</b> .....	xix
<b>Notation</b> .....	xxi
<b>Remerciements</b> .....	xxiii
<b>Chapitre 1. Introduction</b> .....	1
1.1. Définition et identification des exoplanètes .....	2
1.2. Méthodes de détection d'exoplanètes .....	3
1.2.1. Vitesse radiale .....	3
1.2.2. Transit .....	7
1.2.3. Microlentille gravitationnelle .....	10
1.2.4. Imagerie .....	12
1.2.5. Chronométrie .....	14
1.2.6. Modulation orbitale de la brillance .....	16
1.2.7. Astrométrie .....	16
1.2.8. Cinématique du disque .....	18
1.3. État des connaissances sur les exoplanètes .....	19
1.3.1. Recensement .....	19

1.3.2.	Types de planètes.....	21
1.3.2.1.	Classification selon la composition .....	22
1.3.2.2.	Classification selon le rayon .....	24
1.3.2.3.	Classification selon la masse.....	24
1.3.2.4.	Classification selon la température .....	25
1.3.3.	Taux d'occurrence .....	25
1.3.3.1.	Exoplanètes géantes .....	26
1.3.3.2.	Exoplanètes plus petites .....	27
1.4.	Le satellite TESS .....	28
1.4.1.	Historique .....	28
1.4.2.	Description de la mission.....	30
1.4.2.1.	Spécifications techniques.....	30
1.4.2.2.	Exigences scientifiques .....	33
1.4.2.3.	Mission étendue .....	33
1.4.3.	Détection de faux positifs .....	34
1.4.3.1.	Scénarios astrophysiques menant aux faux positifs.....	34
1.4.3.2.	Techniques de vérification.....	36
1.4.4.	Programme d'observations de suivi.....	39
1.4.4.1.	Bases de données de TESS.....	40
<b>Chapitre 2. Observations d'objets d'intérêt de TESS avec la caméra PESTO</b>		
<b>de l'Observatoire du Mont-Mégantic .....</b>		<b>43</b>
2.1.	Prise de données .....	44
2.1.1.	Observatoire du Mont-Mégantic.....	44
2.1.1.1.	Modes d'observations .....	44
2.1.2.	Caméra PESTO .....	45
2.1.2.1.	Spécifications techniques.....	45
2.1.2.2.	Calculateur de temps d'exposition .....	46
2.1.3.	Planification des observations.....	47

2.1.3.1.	Horaires des transits .....	47
2.1.3.2.	Critères de sélection des cibles .....	48
2.1.4.	Journal des observations et description des cibles .....	49
2.2.	Traitement et analyse des données .....	51
2.2.1.	Correction des données brutes .....	51
2.2.2.	Extraction des courbes de lumière .....	52
2.2.2.1.	Photométrie d'ouverture différentielle .....	52
2.2.2.2.	Logiciel AstroImageJ .....	54
2.2.2.3.	Photométrie par ajustement de la PSF .....	58
2.2.3.	Routine d'ajustement des courbes de lumière .....	59
2.2.3.1.	Modèle de transit .....	60
2.2.3.2.	Courbe de lumière contaminée .....	60
2.2.3.3.	Modélisation du bruit corrélé .....	61
2.2.3.4.	Ajustement des paramètres du modèle conjoint .....	62
2.2.3.5.	Rapport signal sur bruit d'un transit .....	64
2.3.	Résultats .....	66
2.3.1.	Résumés des observations .....	66
2.3.1.1.	TOI 291.01 .....	66
2.3.1.2.	TOI 855.01 .....	67
2.3.1.3.	TOI 556.01 .....	68
2.3.1.4.	TOI 1189.01 .....	68
2.3.1.5.	TOI 1442.01 .....	69
2.3.1.6.	TOI 1685.01 .....	70
2.3.1.7.	TOI 1238.01 .....	71
2.3.2.	Analyse détaillée de TOI 1452.01 et de TOI 1760.01 .....	72
2.3.2.1.	Analyse en photométrie d'ouverture différentielle .....	72
2.3.2.2.	Analyse en photométrie par ajustement de la PSF .....	74
2.3.3.	Paramètres des six systèmes potentiellement planétaires .....	77

2.4. Discussion .....	79
2.4.1. Intérêt scientifique des candidates .....	79
2.4.2. Seuil de détection d'un transit avec PESTO .....	81
<b>Conclusion</b> .....	85
<b>Bibliographie</b> .....	89
<b>Annexe A. iExoView</b> .....	101
<b>Annexe B. Courbes de lumière et distributions <i>a posteriori</i></b> .....	105

## Liste des tableaux

---

1.1	Scénarios astrophysiques menant à un faux positif.....	35
1.2	Classification des TOI par la TFOP.....	41
2.1	Journal des observations d’objet d’intérêt de TESS avec PESTO.....	50
2.2	Paramètres stellaires et photométriques des cibles suivies (tirés d’ExoFOP).....	50
2.3	Paramètres de transit et planétaires mesurés par l’équipe TESS des candidates exoplanètes suivies (colligés d’ExoFOP et d’exo.MAST).....	51
2.4	Distributions <i>a priori</i> généralement adoptées des paramètres libres du modèle conjoint.....	63
2.5	Paramètres du modèle conjoint des courbes de lumière de TOI 1452.01 en photométrie d’ouverture différentielle et par ajustement de la PSF.....	77
2.6	Paramètres des étoiles hôtes, paramètres des candidates exoplanètes et hyperparamètres du bruit corrélé.....	78
2.7	Rapport signal sur bruit des transits détectés et profondeur minimale de détection selon les conditions observationnelles présentes.....	82



## Liste des figures

---

1.1	Décalage des raies spectrales d'une étoile par effet Doppler selon sa position sur son orbite.....	4
1.2	Géométrie de l'orbite d'une exoplanète.....	5
1.3	Courbe de la vitesse radiale de 51 Peg.....	6
1.4	Illustration de la méthode du transit.....	8
1.5	Courbe de lumière de OGLE-TR-56 montrant le transit de OGLE-TR-56 b.....	9
1.6	Observations par OGLE et MOA de l'amplification du signal lumineux de OGLE 2003-BLG-235 par effet de microlentille gravitationnelle.....	12
1.7	Effectif et pourcentage des exoplanètes connues selon la méthode de détection...	20
1.8	Nombre cumulatif de détections d'exoplanètes selon l'année de découverte.....	20
1.9	Distribution de la masse (ou masse minimale) en fonction la période orbitale des exoplanètes.....	21
1.10	Diagramme Masse-Rayon des exoplanètes.....	23
1.11	Densité du taux d'occurrence en fonction du rayon pour les exoplanètes découvertes par Kepler de période orbitale inférieure à 100 jours.....	27
1.12	Sensibilité spectrale des caméras CCD de TESS.....	30
1.13	Secteurs et champs de vue de TESS.....	32
1.14	Moyens de distinguer un transit d'exoplanète d'une éclipse d'étoile binaire à l'aide de la photométrie.....	37
1.15	Illustration du suivi photométrique de TOI 408.01.....	38

2.1	Efficacité quantique du détecteur EMCCD de PESTO et courbes de transmission des filtres photométriques disponibles .....	46
2.2	Capture d'écran de la <i>TESS Transit Finder</i> .....	48
2.3	Profil radial de l'étoile TOI 855 .....	54
2.4	Interface graphique d'AstroImageJ .....	55
2.5	Courbe de lumière de TOI 855 produite par AstroImageJ et ajustement par ce même logiciel d'un modèle de transit .....	57
2.6	Outil de recherche de NEB d'AstroImageJ .....	57
2.7	Image de PESTO des cibles TOI 1452 et TOI 1760 .....	59
2.8	Modélisation du bruit corrélé dans la courbe de lumière de TOI 1238 .....	65
2.9	Modèle conjoint médian de la courbe de lumière de TOI 855 .....	67
2.10	Modèle conjoint médian de la courbe de lumière de TOI 1189 .....	69
2.11	Modèle conjoint médian de la courbe de lumière de TOI 1442 .....	70
2.12	Modèle conjoint médian de la courbe de lumière de TOI 1685 .....	71
2.13	Modèle conjoint médian de la courbe de lumière de TOI 1238 .....	72
2.14	Courbe de lumière combinée de TOI 1452 et TOI 1760 .....	73
2.15	Modèle conjoint médian de la courbe de lumière combinée de TOI 1452 et TOI 1760 .....	74
2.16	Courbes de lumière non contaminées de TOI 1452 et de TOI 1760 .....	75
2.17	Modèle conjoint médian de la courbe de lumière non contaminée de TOI 1452...	76
A.1	Capture d'écran d'iExoView .....	103
B.1	Courbe de lumière de TOI 291 .....	105
B.2	Courbe de lumière de TOI 855 .....	106
B.3	Distributions <i>a posteriori</i> jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint de la courbe de lumière de TOI 855 .....	107

B.4	Courbe de lumière de TOI 556.....	108
B.5	Courbe de lumière de TOI 1189.....	109
B.6	Distributions <i>a posteriori</i> jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint de la courbe de lumière de TOI 1189.....	110
B.7	Courbe de lumière de TOI 1442.....	111
B.8	Distributions <i>a posteriori</i> jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint de la courbe de lumière de TOI 1442.....	112
B.9	Distributions <i>a posteriori</i> jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint de la courbe de lumière combinée de TOI 1452 et TOI 1760.....	113
B.10	Distributions <i>a posteriori</i> jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint de la courbe de lumière non contaminée de TOI 1452.....	114
B.11	Courbe de lumière de TOI 1685.....	115
B.12	Distributions <i>a posteriori</i> jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint de la courbe de lumière de TOI 1685.....	116
B.13	Courbe de lumière de TOI 1238.....	117
B.14	Distributions <i>a posteriori</i> jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint de la courbe de lumière de TOI 1238.....	118



## Liste des sigles et des abréviations

---

2MASS	<i>Two Micron All-Sky Survey</i>
ADU	Unité de conversion analogique-numérique ( <i>Analog-to-Digital Unit</i> )
AIJ	AstroImageJ
BEB	Étoile binaire à éclipses non résolue ( <i>Blended Eclipsing Binary</i> )
BJD	Jour julien barycentrique ( <i>Barycentric Julian Day</i> )
CCD	Dispositif à transfert de charges ( <i>Charge-Coupled Device</i> )
CoRoT	Convection, Rotation et Transits planétaires
CTL	<i>Candidate Target List</i>
EB	Étoile binaire à éclipses ( <i>Eclipsing Binary</i> )
EMCCD	CCD à multiplication d'électrons ( <i>Electron-Multiplying CCD</i> )
ETC	Calculateur de temps d'exposition ( <i>Exposure Time Calculator</i> )
ExoFOP	Base de données <i>Exoplanet Follow-up Observing Program for TESS</i>
FFI	Image plein cadre ( <i>Full Frame Image</i> )
GP	Processus gaussien ( <i>Gaussian Process</i> )
HST	Télescope spatial Hubble ( <i>Hubble Space Telescope</i> )
JWST	Télescope spatial James Webb ( <i>James Webb Space Telescope</i> )

MAST	<i>Milkułski Archive for Space Telescopes</i>
MCMC	Monte-Carlo par chaînes de Markov ( <i>Markov Chain Monte Carlo</i> )
NEB	Étoile binaire à éclipses à proximité ( <i>Nearby Eclipsing Binary</i> )
OMM	Observatoire du Mont-Mégantic
PESTO	Planètes Extra-Solaires en Transit et Occultation
PSF	Fonction d'étalement du point ( <i>Point Spread Function</i> )
QE	Efficacité quantique ( <i>Quantum Efficiency</i> )
SDSS	<i>Sloan Digital Sky Survey</i>
SG1	Sous-groupe 1 de la TFOP
SPIRou	SPECTROPOLARIMÈTRE INFRAROUGE
SpT	Type spectral ( <i>Spectral Type</i> )
TDV	Variations de la durée du transit ( <i>Transit Duration Variations</i> )
TESS	<i>Transiting Exoplanet Survey Satellite</i>
TFOP	Programme d'observations de suivi de TESS ( <i>TESS Follow-up Observing Program</i> )
TIC	<i>TESS Input Catalog</i>
TOI	Objet d'intérêt de TESS ( <i>TESS Object of Interest</i> )
TTF	<i>TESS Transit Finder</i>
TTV	Variations de la chronométrie du transit ( <i>Transit Timing Variations</i> )
UAI	Union Astronomique Internationale

## Notation

---

$a$	Demi-grand axe orbital
au	Unité astronomique ( $\approx 1.496 \times 10^{11}$ m)
as	Seconde d'arc (1 as = $1^\circ/3600$ )
$b$	Paramètre d'impact du transit
$c$	Vitesse de la lumière dans le vide ( $\approx 3.00 \times 10^8$ m s $^{-1}$ )
$\delta$	Profondeur du transit
$e$	Excentricité orbitale
$G$	Constante gravitationnelle ( $\approx 6.674 \times 10^{-11}$ m $^3$ kg $^{-1}$ s $^{-2}$ )
$i$	Inclinaison orbitale
$K$	Demi-amplitude de la courbe de vitesse radiale
$k_B$	Constante de Boltzmann ( $\approx 1.381 \times 10^{-23}$ J K $^{-1}$ )
$M_*$	Masse de l'étoile
$M_p$	Masse de la planète
$M_\odot$	Masse du Soleil ( $\approx 1.989 \times 10^{30}$ kg)
$M_\oplus$	Masse de la Terre ( $\approx 5.972 \times 10^{24}$ kg)
$M_J$	Masse de Jupiter ( $\approx 1.898 \times 10^{27}$ kg)

$P$	Période orbitale
ppm	Partie par million (1 ppm = $1 \times 10^{-6}$ )
ppt	Partie par millier (1 ppt = $1 \times 10^{-3}$ )
px	Pixel
$R_*$	Rayon de l'étoile
$R_p$	Rayon de la planète
$R_\odot$	Rayon du Soleil ( $\approx 6.957 \times 10^8$ m)
$R_\oplus$	Rayon de la Terre ( $\approx 6.371 \times 10^6$ m)
$R_J$	Rayon de Jupiter ( $\approx 6.991 \times 10^7$ m)
$S/N$	Rapport signal sur bruit ( <i>Signal-to-Noise ratio</i> )
$t_c$	Moment du mi-transit (conjonction inférieure)
$T_{\text{eff}}$	Température effective
$T_{\text{eq}}$	Température d'équilibre
$t_T$	Temps total (durée) du transit

# Remerciements

---

Je souhaite premièrement remercier mon directeur de recherche René Doyon, celui qui m'a donné ma chance en acceptant de superviser ma maîtrise, alors que je ne possédais aucune expérience en recherche. Ses conseils, sa vision et sa patience m'ont guidé durant les deux dernières années et je lui en suis extrêmement reconnaissant. Il va sans dire que sans lui, ce mémoire n'aurait jamais abouti.

À tous mes collègues de l'iREx et du groupe d'astro de l'UdeM, vous regorgez de talent. Vous avez été accessibles pour toutes mes questions et j'ai grandement appris à vos côtés. Je suis extrêmement fier de faire partie de ces deux groupes et de venir y travailler au quotidien. Mentions spéciales à Olivier, Simon-Gabriel, Farbod, Olivia et Carter pour leur gentillesse, leur aide et pour ces si importantes pauses sociales, nous permettant de décrocher.

Mes salutations à Sylvie, Jonathan, Fidèle, Julien, et tous ceux et celles qui travaillent de près ou de loin à l'Observatoire du Mont-Mégantic. Vous avez permis la récolte des données de ce mémoire en plus de m'avoir montré les installations et initié à l'opération du télescope, une expérience que je n'aurais pas cru possible il y a ça quelques années. Mes visites au sommet étaient des plus agréables.

Finalement, je ne pourrai jamais assez remercier ma famille, mon père Francis, ma mère Marie-Claude et ma soeur Sandrine pour leur soutien inconditionnel et leur présence depuis le tout début de mon cheminement académique. À Camille, ma conjointe, je te remercie pour tes encouragements, ton support moral et ta compagnie dans mes moments pas toujours faciles de mon parcours universitaire. À mes amis, sans trop le savoir, vous m'avez également permis d'équilibrer mon stress en me libérant l'esprit des devoirs/examens/travaux scolaires à venir. Vous êtes des gens de confiance et je vous dis merci d'être là.



# Chapitre 1

---

## Introduction

L'astronomie, certainement l'une des premières sciences naturelles, comporte en son histoire plusieurs points de bascule en ce qui concerne la place réservée à l'humanité au sein de l'Univers. Par exemple, la Terre, initialement placée au centre du Monde dans le modèle géocentrique, est par la suite devenue une planète comme les autres en orbite autour du Soleil, l'astre se trouvant désormais au centre absolu dans le modèle héliocentrique. Plus tard, grâce aux premières mesures spectroscopiques, on comprit que tous ces petits points illuminant le ciel nocturne, les étoiles, n'étaient qu'en réalité que d'autres «Soleils» probablement accompagnés de leur propre système de planètes. Un autre chamboulement est survenu suite à la démonstration de la nature extragalactique des étranges «nébuleuses à spirales». Ces astres étaient donc des galaxies comme la Voie-Lactée chacune constituée de centaines de milliards d'étoiles et sans doute d'un nombre encore plus élevé de planètes. L'existence probable d'un nombre incommensurable de mondes, certains ressemblant peut-être même au nôtre, mit alors fin à l'unicité divine associée à l'humanité, à la Terre et au Soleil, et s'accompagne d'une question fondamentale : y a-t-il de la vie ailleurs dans l'Univers? Aussi philosophique que puisse paraître cette question, les scientifiques d'aujourd'hui sont à portée de main d'une réponse. Effectivement, depuis les premières détections de planètes situées à l'extérieur du Système solaire au tournant des années 1990, ce qui constitue en soi une autre révolution en astronomie, nous connaissons à ce jour plus de 4000 de ces exoplanètes. La découverte de vie sur l'une d'entre elles, notamment par la détection de biosignatures dans leur atmosphère, est l'aboutissement ultime qui motive la recherche dans ce domaine d'études. C'est ainsi que le premier chapitre de ce mémoire débute avec la définition formelle d'une exoplanète à la section 1.1, puis la section 1.2 présente ses principales méthodes de détection. Ensuite,

la section 1.3 porte sur l'état des connaissances sur les exoplanètes alors que la section 1.4 se consacre à la mission spatiale *Transiting Exoplanet Survey Satellite* (TESS) et aux défis que posent les différents signaux faux positifs attendus. Ces derniers ont motivé le projet de recherche de cette maîtrise, soit le suivi photométrique à l'Observatoire du Mont-Mégantic de neuf candidates exoplanètes identifiées par TESS, ce qui est le sujet du chapitre 2.

## 1.1. Définition et identification des exoplanètes

Une exoplanète, néologisme venant de la contraction de planète extrasolaire, est un astre analogue aux planètes, mais que l'on retrouve à l'extérieur du Système solaire. Afin de rigoureusement définir ce terme, une première définition formulée lors d'un groupe de travail organisé par l'Union astronomique internationale (UAI) en 2003 (Boss et al., 2005) est combinée avec une seconde définition, celle des planètes du Système solaire, également émise par l'UAI en 2006<sup>1</sup>, ce qui donne :

Une exoplanète

- (1) est un astre en orbite autour d'une étoile autre que le Soleil ou d'un cadavre stellaire (une naine blanche, une étoile à neutrons ou hypothétiquement un trou noir).
- (2) possède une masse suffisante pour que sa propre gravité lui confère une forme quasi sphérique (équilibre hydrostatique).
- (3) a dégagé le voisinage de son orbite.
- (4) possède une masse inférieure à la limite permettant la fusion du deutérium en son centre (cette limite est estimée à 13  $M_J$  pour des objets à métallicité solaire).

La notation permettant d'identifier les exoplanètes est simple. Il suffit d'ajouter en séquence les lettres minuscules 'b', 'c', 'd', etc., selon l'ordre de détection, au nom de l'étoile hôte. Lorsque l'on détecte plusieurs exoplanètes en même temps autour d'une même étoile, on donne généralement la prochaine lettre dans la séquence à celle qui se trouve la plus près de cette étoile et ainsi de suite.

---

<sup>1</sup> Résolution B5, *Definition of a Planet in the Solar System* : [www.iau.org/static/resolutions/Resolution\\_GA26-5-6.pdf](http://www.iau.org/static/resolutions/Resolution_GA26-5-6.pdf)

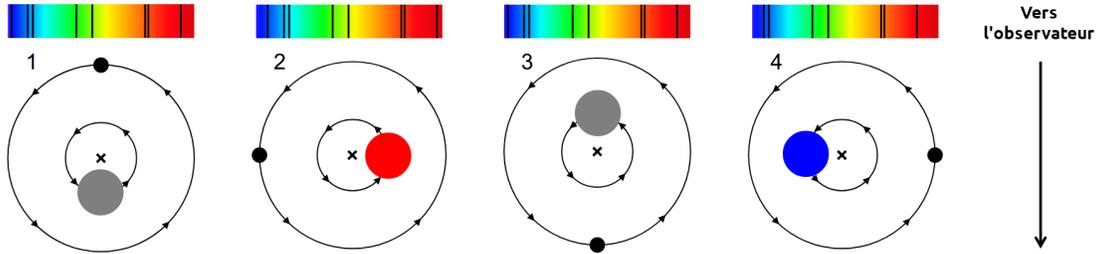
## 1.2. Méthodes de détection d'exoplanètes

On ne peut malheureusement pas recréer une exoplanète et son étoile en laboratoire afin de les étudier. C'est pourquoi l'astronomie est une science observationnelle, c'est-à-dire qu'elle est basée uniquement sur l'observation de phénomènes naturels en cours contrairement aux sciences expérimentales qui ont recours à l'expérience. Par conséquent, l'unique façon d'en apprendre sur les différents astres qui composent notre Univers est d'étudier ce qui nous y parvient, dans la très grande majorité des cas sous forme d'ondes électromagnétiques. En général, pour une exoplanète, l'analyse de sa lumière ou celle provenant de son étoile hôte, permet d'abord sa détection, mais aussi sa caractérisation, c'est-à-dire trouver ses paramètres physiques tels son rayon, sa masse, sa période orbitale, voire même la composition de son atmosphère. À ces fins, les méthodes de détection présentées dans cette section ont soit recours à la spectroscopie, à la photométrie ou bien à l'imagerie. On distingue les méthodes de détection directes, lorsque c'est la lumière intrinsèque ou réfléchiée de l'exoplanète qui est observée, de celles dites indirectes, lorsqu'il n'est pas possible de voir l'exoplanète, mais que la lumière d'un autre astre, très souvent l'étoile hôte, présente des signatures irréfutables de son existence.

### 1.2.1. Vitesse radiale

La toute première exoplanète découverte autour d'une étoile de type solaire 51 Peg b (Mayor et Queloz, 1995) fut détectée à l'aide de la méthode de la vitesse radiale. Cette technique fut historiquement d'abord utilisée dans la détection d'étoiles binaires ou multiples, car elle permet de déduire la présence d'un ou de plusieurs compagnons stellaires en mesurant leur interaction gravitationnelle dans le spectre de l'étoile principale de plus grande masse. Ceci fonctionne également dans les cas où ces compagnons sont beaucoup moins massifs et se trouvent dans le régime de masse d'une exoplanète. En mécanique Newtonienne, tous les membres d'un système en orbite suivent des trajectoires elliptiques autour du centre de masse, placé au foyer de ces ellipses. Une étoile quelconque accompagnée d'une exoplanète est donc elle aussi en orbite de même période et son mouvement orbital, sauf lorsque dans le plan du ciel, est composé de va-et-vient dans la direction radiale, c'est-à-dire dans la ligne de visée d'un observateur sur Terre. C'est ce mouvement de va-et-vient qui se mesure, car il s'accompagne d'un décalage des raies spectrales de l'étoile par effet Doppler vers le

rouge lorsque celle-ci s'éloigne de l'observateur ou à l'inverse vers le bleu lorsque celle-ci s'y rapproche. La Figure 1.1 suivante illustre ce phénomène.



**Figure 1.1.** Décalage des raies spectrales d'une étoile par effet Doppler selon sa position sur son orbite. L'observateur se situe vers le bas. Figure tirée de Jensen-Clem (2017).

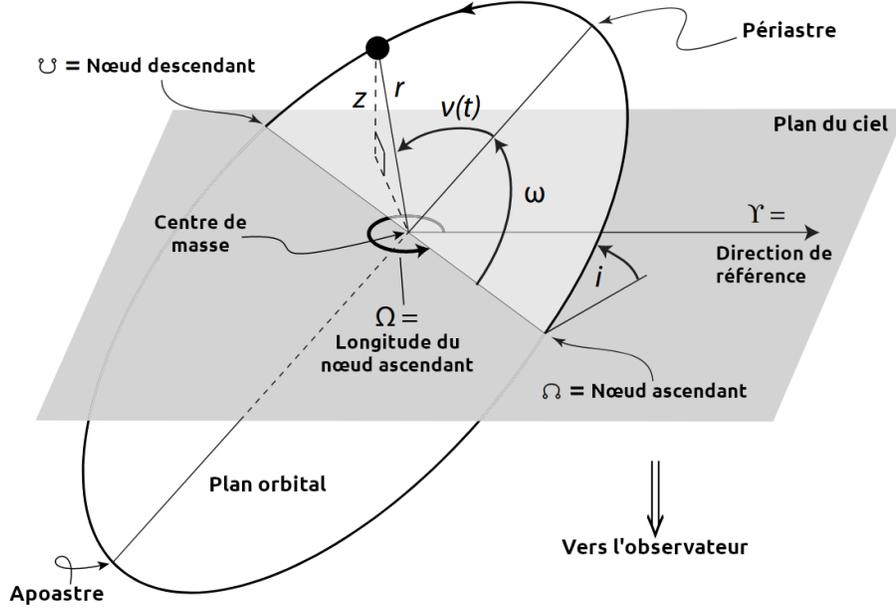
Ensuite, une vitesse radiale  $v_r$  est associée au décalage Doppler  $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ , où  $\lambda$  est la longueur d'onde observée d'une raie spectrale et  $\lambda_0$  est la longueur d'onde de celle-ci au repos. Dans la limite classique de l'effet Doppler et où  $c$  est la vitesse de la lumière :

$$v_r = \left( \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \right) c \quad (1.1)$$

Donc, en obtenant le spectre de l'étoile à différents moments de son orbite et en mesurant le décalage de ses raies spectrales, on en soutire les oscillations de sa vitesse radiale, après y avoir soustrait une composante dans cette direction due à son mouvement propre.

À partir des informations contenues dans une courbe de la vitesse radiale de l'étoile dans le temps, des paramètres liés à l'exoplanète, en particulier la géométrie de son orbite, sont récupérables. La Figure 1.2 présente en détail la géométrie d'une orbite elliptique d'une exoplanète autour du centre de masse dont les dimensions sont décrites par le demi-grand axe  $a$  et l'excentricité  $e$ . Le périastre est le point de cette orbite dont la distance exoplanète–centre de masse est minimale alors que l'apoastre est le point de l'orbite dont cette distance est maximale. L'inclinaison  $i$  est l'angle entre le plan du ciel et le plan orbital. Les orbites progrades sont d'inclinaison  $0^\circ \leq i < 90^\circ$ , alors que celles rétrogrades sont d'inclinaison  $90^\circ < i < 180^\circ$ . Cet angle est de  $0^\circ$  pour une orbite observée de face (aucune vitesse radiale mesurable), alors qu'il est de  $90^\circ$  lorsqu'observée de profil (amplitude de la vitesse radiale maximale). Le nœud ascendant et le nœud descendant sont les points d'intersection de l'orbite avec le plan du ciel. L'argument du périastre  $\omega$  est l'angle entre

le nœud ascendant et le périastre. L'anomalie vraie  $\nu(t)$  est l'angle donnant la position au temps  $t$  de l'exoplanète par rapport au périastre. Pour une orbite circulaire ( $e = 0$ ), celle-ci devient  $\nu(t) = 2\pi(t - t_p)/P$  avec  $t_p$  un temps de référence, soit le passage au périastre, et  $P$  la période orbitale. En définitive, la longitude du nœud ascendant  $\Omega$  est l'angle entre une direction de référence et le nœud ascendant.



**Figure 1.2.** Géométrie de l'orbite d'une exoplanète lorsque l'observateur se situe vers le bas. Figure tirée Perryman (2011).

Les étapes mathématiques requises afin d'exprimer la vitesse radiale de l'étoile en fonction du temps et des paramètres orbitaux de l'exoplanète sont présentées en détail à la section 2.1 de Perryman (2018). L'équation d'intérêt résultante est la suivante :

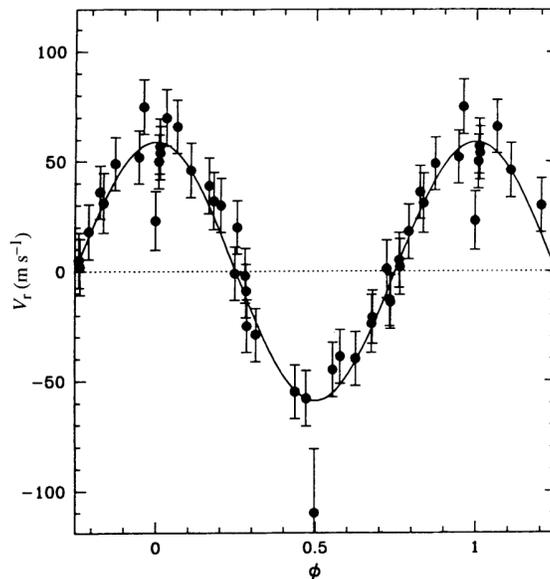
$$v_r(t) = K [\cos(\omega + \nu(t)) + e \cos \omega] \quad (1.2)$$

où  $K$  est la demi-amplitude du signal en vitesse radiale et est donnée par :

$$K = \left( \frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \frac{M_p \sin i}{(M_* + M_p)^{2/3}} (1 - e^2)^{-1/2} \quad (1.3)$$

où  $G$  est la constante gravitationnelle,  $P$  est la période orbitale,  $M_p$  est la masse de la planète et  $M_*$  est la masse de l'étoile.

On peut extraire, en ajustant l'équation 1.2 sur les points de données d'une courbe de vitesse radiale, la demi-amplitude  $K$ , l'argument du périastre  $\omega$ , l'excentricité  $e$  ainsi que le passage au périastre  $t_p$ . Puisque cette courbe est périodique, la période orbitale  $P$  est également mesurable. Toutefois, le produit  $M_p \sin i$  que l'on retrouve dans l'équation 1.3 de la demi-amplitude ne se départage pas, sauf si l'inclinaison  $i$  peut être connue par d'autres moyens (par exemple avec la méthode du transit). Pour une exoplanète repérée uniquement en vélocimétrie, seule une masse minimale  $M_p \sin i$  est accessible, ce qui constitue l'inconvénient principal de cette méthode. La Figure 1.3 présente l'allure d'une telle modulation de la vitesse radiale, celle de l'étoile 51 Peg, causée par son exoplanète 51 Peg b, ayant permis sa découverte en 1995.



**Figure 1.3.** Courbe de la vitesse radiale de 51 Peg corrigée pour la vitesse systémique et repliée en phase ( $\phi$ ) selon la période de 51 Peg b ( $P = 4.23$  jours), la première exoplanète identifiée par cette méthode. Figure tirée de Mayor et Queloz (1995).

Finalement, lorsqu'une étoile possède plus d'une exoplanète et dans l'hypothèse où ces dernières n'interagissent gravitationnellement pas entre elles, la vitesse radiale totale n'est que la somme de leur contribution individuelle ainsi qu'une constante (mouvement propre) :

$$v_{r,\text{total}} = v_{r,1} + v_{r,2} + v_{r,3} + \dots + \gamma \quad (1.4)$$

où les  $v_{r,1}$ ,  $v_{r,2}$ ,  $v_{r,3}$ , ... sont les contributions en vitesse radiale pour chacune des planètes présentes dans le système (Eqn 1.2) et  $\gamma$  est la vitesse systémique du centre de masse dans la direction radiale.

### 1.2.2. Transit

La méthode du transit consiste de façon très simpliste à observer des éclipses stellaires. Effectivement, si l'inclinaison  $i$  de l'orbite d'une exoplanète approche  $90^\circ$ , les alignements périodiques observateur–exoplanète–étoile, que l'on appelle transit ainsi que les alignements observateur–étoile–exoplanète, que l'on appelle occultation<sup>2</sup> ou éclipse secondaire, entraînent l'un et l'autre une diminution du flux lumineux en provenance de ce système (Figure 1.4). C'est le transit qui produit la plus importante chute temporaire de la brillance puisque c'est l'étoile beaucoup plus lumineuse qui est alors partiellement éclip­sée. Pour cette raison, cet événement est davantage repérable que l'occultation et par le fait même plus efficace pour la détection d'exoplanètes. Or, la majorité d'entre elles ne transitent pas et ne peuvent donc pas être détectées par cette méthode. En supposant des inclinaisons orbitales  $i$  aléatoires, la probabilité d'être dans l'ombre du transit d'une exoplanète quelconque est donnée par (Borucki et Summers, 1984) :

$$P(\text{transit}) = \frac{R_*}{a} \simeq 0.005 \left( \frac{R_*}{R_\odot} \right) \left( \frac{a}{1\text{au}} \right)^{-1} \quad (1.5)$$

où  $R_*$  est le rayon de l'étoile et  $a$  est le demi-grand axe de l'orbite de la planète.

Autrement dit, la fraction des exoplanètes dont le transit est percevable tourne autour du pour cent et conséquemment, il faut observer un nombre très élevé d'étoiles en continu afin de surpasser cette probabilité géométrique et détecter une exoplanète ainsi. En termes d'un paramètre d'impact définit par

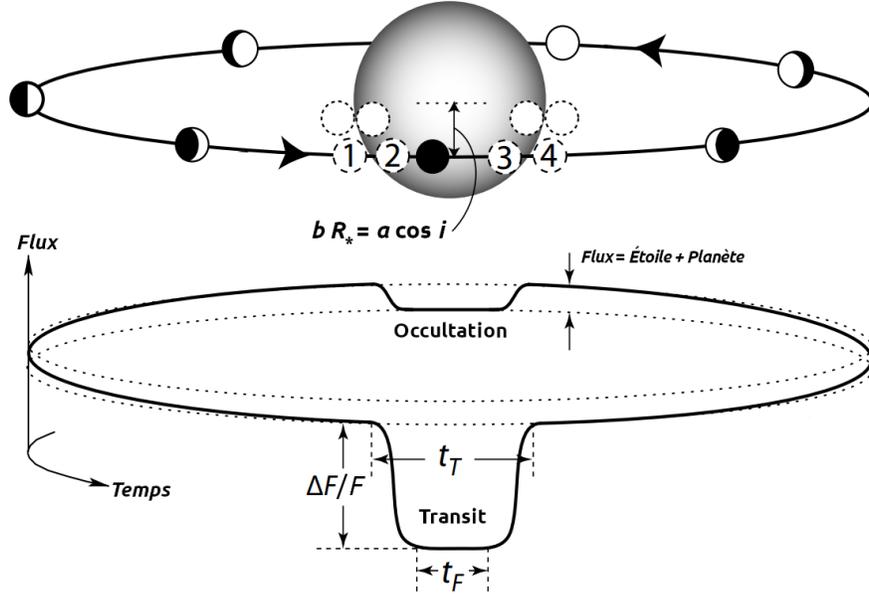
$$b = \frac{a}{R_*} \cos i \quad (1.6)$$

un transit n'est visible que si  $b \leq 1$  ou de manière équivalente si l'inclinaison est minimale-ment  $\cos i_{\min} = \frac{R_*}{a}$ .

Si transit il y a, son observation nous renseigne notamment sur la taille relative de l'exoplanète par rapport à son étoile. La variation du flux relatif  $\Delta F/F$  durant un transit, également nommée la profondeur du transit  $\delta$ , n'est que la fraction du disque stellaire masquée par l'exoplanète en assumant que l'entièreté de celle-ci passe devant son étoile et une

---

<sup>2</sup> Selon la géométrie de l'orbite, un événement de transit ne garantit pas un événement d'occultation et vice versa.



**Figure 1.4.** Illustration du passage d’une exoplanète devant (transit) et derrière (occultation) son étoile et les conséquences de ces événements sur le flux lumineux relatif mesuré dans le temps. Figure adaptée de Perryman (2018) préalablement tirée de Winn (2008).

sphéricité pour ces deux astres :

$$\delta \equiv \frac{\Delta F}{F} \approx \left( \frac{R_p}{R_*} \right)^2 \quad (1.7)$$

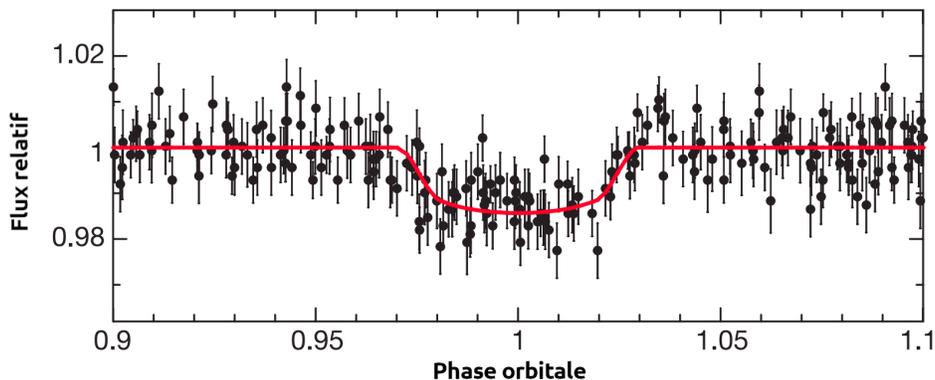
où  $R_p$  est le rayon de la planète et  $R_*$  est le rayon de l’étoile.

Typiquement, le transit d’un couple Terre–Soleil produit un signal d’environ 0.01%, alors que c’est plutôt de 1% pour une paire Jupiter–Soleil. Mesurer la profondeur d’un transit permet d’estimer le rayon d’une exoplanète puisque le rayon de l’étoile hôte est normalement assez connu. La période orbitale est quant à elle accessible en mesurant l’intervalle de temps entre chaque transit, en prenant habituellement les passages à la conjonction inférieure  $t_c$ , c’est-à-dire les moments du mi-transit, comme référence. En guise de validation, il faut normalement observer trois transits consécutifs afin de s’assurer que les deux premiers sont causés par la même exoplanète. La Figure 1.4 illustre d’autres mesures de temps d’intérêt comme le temps total du transit  $t_T$  (1<sup>er</sup> au 4<sup>e</sup> contact) et le temps plat  $t_F$  (2<sup>e</sup> au 3<sup>e</sup> contact). Ce temps total  $t_T$ , ou la durée du transit, peut être estimé avec des arguments de géométrie et de la troisième loi de Kepler. L’approximation de Perryman (2018) en prenant  $i = 90^\circ$  et  $e = 0$  donne :

$$t_T \simeq 13 \left( \frac{M_*}{M_\odot} \right)^{-1} \left( \frac{a}{1 \text{ au}} \right)^{1/2} \left( \frac{R_*}{R_\odot} \right) \text{ h} \quad (1.8)$$

Le temps plat  $t_F$  est quant à lui plus difficilement estimable, car l'allure générale d'un transit sur une courbe de lumière dépend fortement de l'assombrissement centre-bord de l'étoile. Sans cet assombrissement, le temps plat  $t_F$  se confond pratiquement au temps total  $t_T$  et à l'inverse quand cet effet est maximal, il n'y a sensiblement plus de section plate au transit.

Historiquement, le premier transit d'une exoplanète, celui de HD 209458 b auparavant découverte en vitesse radiale, a été observé en 2000 par Henry et al. (2000), puis Charbonneau et al. (2000). La découverte d'une nouvelle exoplanète uniquement grâce aux transits est cependant arrivée quelques années plus tard en 2003 avec la détection de OGLE-TR-56 b par Konacki et al. (2003). La Figure 1.5 montre la courbe de transit associée à cette exoplanète telle que rapportée à l'époque.



**Figure 1.5.** Courbe de lumière de OGLE-TR-56 repliée en phase selon la période de OGLE-TR-56 b ( $P = 1.21$  jours) faisant ainsi ressortir le transit de la première exoplanète découverte par cette méthode. Figure tirée de Konacki et al. (2003).

Il importe de discuter des avantages de combiner, lorsque cela est possible, les méthodes du transit et de la vitesse radiale, car si la première aboutit au rayon de l'exoplanète, la seconde mesure sa masse (puisque  $\sin i \approx 1$ ). On obtient ainsi une estimation de la masse volumique de l'exoplanète, une quantité importante pour contraindre sa structure interne, entre autres pour déterminer si elle est de nature rocheuse ou gazeuse (sous-section 1.3.2).

Pour terminer, les exoplanètes qui transitent sont importantes, car ce sont les seules concernées par la technique de caractérisation atmosphérique par spectroscopie de transit. Cette technique permet de contraindre la composition chimique d'une atmosphère d'exoplanète en mesurant la profondeur du transit à différentes longueurs d'onde (spectre de

transmission). Lors du transit, une fraction de la lumière de l'étoile hôte traverse l'atmosphère et celle-ci absorbera plus ou moins cette lumière selon sa composition et la longueur d'onde observée. Cette variation de la profondeur du transit, ou le signal atmosphérique, est environ la différence de la taille d'une exoplanète lorsque son rayon paraît plus grand de quelques (ici 5) hauteurs caractéristiques de son atmosphère (Kreidberg, 2017) :

$$\delta_\lambda \approx \frac{10R_p H}{R_*^2} \quad (1.9)$$

où  $H$  est la hauteur caractéristique de l'atmosphère en assumant l'équilibre hydrostatique et la loi des gaz parfaits :

$$H = \frac{k_B T_{\text{eq}}}{\mu g} \quad (1.10)$$

où  $k_B$  est la constante de Boltzmann,  $T_{\text{eq}}$  est la température d'équilibre<sup>3</sup>,  $\mu$  est la masse moléculaire moyenne,  $g$  est la gravité de surface.

La grandeur du signal atmosphérique  $\delta_\lambda$  peut atteindre dans le meilleur des cas qu'environ 0.1% pour les exoplanètes géantes de grande température d'équilibre, de petites étoiles hôtes et d'atmosphères typiquement joviennes ( $\mu \approx 2$ ). Ce signal est de deux à trois ordres de grandeur inférieurs pour les exoplanètes similaires à la Terre, ce qui souligne la grande précision instrumentale requise pour employer cette technique.

### 1.2.3. Microlentille gravitationnelle

Corollaire de la relativité générale, la masse/énergie courbe l'espace-temps et permet le phénomène de lentille gravitationnelle. Ceci se produit, par exemple, lorsque qu'un astre d'arrière-plan, ici la source, se situe presque parfaitement dans la même ligne de visée qu'un objet massif d'avant-plan, ici la lentille, ce qui fait dévier ses rayons lumineux nous parvenant. Cet alignement déforme et produit deux, voire plusieurs images de la source quand la lentille est complexe, c'est-à-dire que sa masse totale n'est pas distribuée dans un seul objet, ce qui est le cas des systèmes planétaires. S'il est possible de résoudre spatialement ces nouvelles images produites, c'est qu'il s'agit d'une macrolentille gravitationnelle, alors que le régime de microlentille concerne les cas contraires, mais se détecte par une amplification du signal

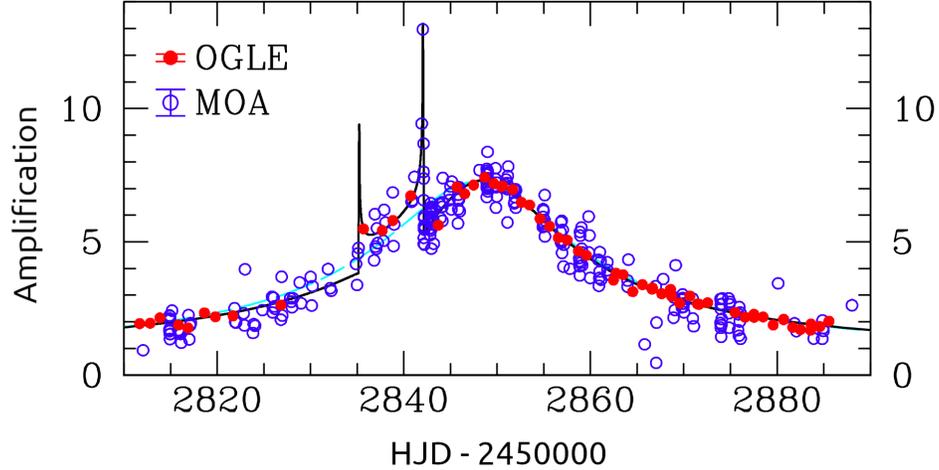
---

<sup>3</sup> La température d'équilibre est la température théorique d'une exoplanète en la considérant comme un corps noir en équilibre thermodynamique avec la radiation incidente de son étoile hôte (Eqn 1.12).

lumineux de la source. Effectivement, le flux par unité de surface étant conservé en relativité générale, ces multiples images prennent une plus grande surface sur le plan du ciel que la source elle-même, ce qui cause ladite amplification.

Lorsque la lentille est complexe, une exoplanète se détecte par une amplification secondaire durant typiquement des heures et qui se superpose à l’amplification principale produite par son étoile hôte durant quant à elle des jours (Figure 1.6). Toutefois, de tels alignements sont extrêmement rares, car la probabilité que la brillance d’une étoile source quelconque soit à n’importe quel moment amplifiée par ce phénomène, définition de la profondeur optique en microlentille gravitationnelle, est de l’ordre de  $\sim 10^{-6}$  (Batista, 2018). Cette technique demande donc d’observer des millions d’étoiles en continu dans le but de détecter d’une part de tels événements et d’autre part déceler la présence d’exoplanètes lorsque des signaux secondaires sont mesurables.

Lorsque les astres s’alignent, littéralement, l’analyse de la courbe de lumière de l’étoile source permet de sonder la masse de la lentille indépendamment de sa brillance en obtenant notamment le rapport de masse exoplanète–étoile ( $M_p/M_*$ ) ainsi que la séparation angulaire de ces dernières sur le plan du ciel. Les campagnes d’observations ayant eu les plus grands succès sont sans contredit celle de *Optical Gravitational Lensing Experiment* (OGLE; Udalski, 2003) qui a découvert une cinquantaine d’exoplanètes par cette technique et celle de *Microlensing Observations in Astrophysics* (MOA; Bond et al., 2001; Sumi et al., 2013) qui est responsable d’une vingtaine de détections. C’est ensemble en 2003 que ces campagnes ont détecté pour la première fois une exoplanète par effet de microlentille gravitationnelle, soit OGLE–2003–BLG–235L b (Bond et al., 2004). La Figure 1.6 montre précisément l’événement associé à cette découverte. En observant en direction du bulbe galactique, là où se trouvent davantage d’étoiles sources, de telles missions maximisent les chances d’observer des événements de la sorte. En définitive, l’inconvénient majeur de cette méthode demeure l’impossibilité de répéter une mesure, parce que le précédent alignement ne se reproduira plus. Aussi, il est difficile d’effectuer des études additionnelles sur ces exoplanètes avec d’autres méthodes, parce que les étoiles hôtes sont normalement très peu brillantes.



**Figure 1.6.** Observations par OGLE et MOA de l’amplification du signal lumineux d’une source d’arrière-plan (l’étoile OGLE 2003-BLG-235) lors de l’alignement avec une lentille complexe (l’étoile OGLE 2003-BLG-235L et son exoplanète) d’avant-plan. Il s’agit du premier événement ayant permis la découverte d’une exoplanète par la méthode de microlentille gravitationnelle. Figure adaptée de Bond et al. (2004).

#### 1.2.4. Imagerie

L’imagerie est une méthode de détection directe qui semble à première vue assez simple, mais qui comporte en pratique maintes difficultés. L’idée générale est que l’on détecte une exoplanète en la localisant au côté de son étoile sur des images prises à haute résolution spatiale. Ces images peuvent ou bien capturer la lumière de cette étoile réfléchiée par l’exoplanète, demandant des observations généralement dans le visible, ou bien son émission thermique intrinsèque, dans ce cas en infrarouge. C’est la prise de ces deux types d’images qui comporte deux complications fondamentales : le très faible contraste exoplanète–étoile et le chevauchement de leur patron de diffraction respectif.

En premier lieu, le rapport du flux d’une exoplanète sur celui de son étoile hôte  $F_p/F_*$ , définition du contraste, atteint environ  $\sim 10^{-8}$ – $10^{-10}$  en lumière réfléchiée pour des planètes joviennes ou terrestres âgées de quelques milliards d’années et pour une étoile de type solaire (Burrows et al., 2004; Pueyo, 2018). Ce contraste est toutefois beaucoup plus élevé pour l’émission thermique soit  $\sim 10^{-4}$ – $10^{-6}$  pour des planètes de température effective entre 600 et 2000 K qui émettent leur flux dans le domaine de longueurs d’onde 1.4–4.8  $\mu\text{m}$  (Pueyo, 2018). Pour une température effective de l’exoplanète plus faible, comme ce serait le cas

pour une planète terrestre de 300 K, des observations de l'espace sont requises afin d'éviter la radiation parasite associée à l'émission thermique de la Terre dans l'infrarouge plus éloigné.

Pour des observations à partir du sol, les planètes géantes jeunes sont des cibles de choix en imagerie infrarouge, car les modèles de formation prédisent que leur luminosité et leur température effective sont maximales au tout début de leur existence (Marley et al., 2007; Spiegel et Burrows, 2012). Que ce soit en lumière réfléchiée ou en émission thermique, le signal qui nous intéresse, celui de l'exoplanète, est plusieurs ordres de grandeur inférieur à celui de son étoile. Il est donc impératif d'utiliser des techniques spéciales afin d'accroître le contraste observable, tel que l'usage d'un coronographe, soit d'un masque bloquant partiellement la lumière de l'étoile tout en laissant passer celle de l'exoplanète, ou bien l'imagerie différentielle angulaire (ADI, Marois et al., 2006). Cette stratégie d'observation est couplée à un algorithme de traitement d'images avancé qui réduit grandement les tavelures quasi-statiques produites par les imperfections du système optique, une importante source de bruit, facilitant ensuite la détection de compagnons à proximité.

En second lieu, afin de discerner une exoplanète de son étoile malgré leur faible séparation angulaire, le télescope employé doit d'abord détenir le pouvoir de résolution théorique nécessaire  $\Delta\theta \simeq 1.22 \lambda/D$  (critère de Rayleigh où  $\Delta\theta$  est l'angle séparant les deux objets en radian,  $\lambda$  est la longueur d'onde observée et  $D$  est le diamètre du télescope) et ensuite être équipé d'un système d'optique adaptative. De tels systèmes réduisent en temps réel, grâce à un miroir déformable, l'élargissement du patron de diffraction d'une source causé par la turbulence de l'atmosphère, permettant ainsi au télescope de s'approcher de son pouvoir de résolution théorique. De cette façon, des planètes géantes jeunes avec une séparation aussi petite que  $0.1''$ , ou 3 au pour une source à 30 pc, peuvent être détectées par la plupart des imageurs d'exoplanètes dernier cri (Pueyo, 2018).

L'imagerie a permis la détection d'une cinquantaine d'exoplanètes en combinant plusieurs des stratégies mentionnées ou d'autres à même dessein. C'est par cette méthode que la première naine brune Gliese 229 B a été détectée en 1995 par Nakajima et al. (1995). Ensuite, un premier objet de masse planétaire, sans être une exoplanète par définition, a été imagé autour de la naine brune 2M 1207 par Chauvin et al. (2005). La première détection sans équivoque d'exoplanètes par imagerie s'est faite en 2008 lorsqu'un système planétaire

comportant quatre exoplanètes a été découvert autour de l'étoile HR 8799 (Marois et al. 2008; 2010).

Finalement, l'avantage de l'imagerie sur toutes les autres méthodes de détection est sans équivoque l'accès direct au spectre d'une exoplanète et par le fait même la composition chimique de son atmosphère. Ceci peut par exemple être accompli à l'aide d'un spectrographe à intégrale de champ, instrument présent sur le Gemini Planet Imager (Macintosh et al., 2014). Il s'agit donc d'un moyen avec la spectroscopie de transit d'éventuellement détecter des biosignatures, mais contrairement à cette autre méthode, l'imagerie n'est ni contrainte géométriquement (seulement  $\sim 1$  % des exoplanètes transitent) ni temporellement (observations que durant un transit).

### 1.2.5. Chronométrie

La chronométrie regroupe toutes les méthodes de détection qui mesurent l'interaction gravitationnelle d'une exoplanète sur son étoile hôte ou sur les autres membres de son système planétaire, à partir de décalages temporels d'un signal périodique quelconque. Par exemple, si un signal périodique émerge d'une étoile et que celle-ci est accompagnée d'une exoplanète, son mouvement orbital autour du centre de masse du système cause une variation de la distance parcourue par la lumière jusqu'à l'observateur. Conséquemment, la période du signal est perçue plus petite quand l'étoile hôte se trouve plus près de l'observateur et à l'inverse, un délai s'ajoute lorsque cette distance est plus grande.

En suivant ce raisonnement, la technique de la chronométrie des pulsars (*Pulsar timing*) a été utilisée dès 1992 lors de la découverte de deux exoplanètes, puis d'une troisième dans ce même système en 1994, autour du pulsar PSR B1257 (Wolszczan et Frail, 1992; Wolszczan, 1994). Les pulsars sont des étoiles à neutrons qui se distinguent par de forts signaux radio périodiques, lesquels émanent des pôles magnétiques qui sont désalignés de l'axe de rotation. Le pulsar agit tel un phare en rotation très rapide, alors que la Terre se trouve par hasard dans la ligne de visée d'un des cônes de lumière radio produit. La période de ces signaux, souvent inférieure à une seconde, est connue avec une extrême précision, ce qui permet de facilement détecter toute variation sinusoïdale de nature planétaire.

S’inscrivant dans la même veine, une deuxième technique existe, mais concerne cette fois les étoiles variables pulsantes comme hôte avec la période de ces pulsations comme signature périodique. Cette technique des variations de la chronométrie des pulsations (*Pulsation timing variations*) a été employée pour la première fois avec succès par Silvotti et al. (2007) pour détecter une exoplanète géante accompagnant l’étoile variable V391 Pegasi, une sous-naine de type spectral B.

Enfin, une troisième technique, celle des variations de la chronométrie des éclipses (*Eclipse timing variations*), requiert quant à elle une étoile binaire à éclipses en tant qu’hôte alors que la période des éclipses joue le rôle de la quantité de temps à inspecter. Cette méthode découvre des exoplanètes circumbinaires, c’est-à-dire en orbite éloignée autour de deux astres, et a été utilisée en premier par Qian et al. (2009) pour trouver une exoplanète autour de la binaire éclipsante DP Leonis, composée d’une naine blanche et d’une naine rouge.

Par la suite, il existe des méthodes de chronométrie basées sur les transits d’une exoplanète préalablement connue. Effectivement, tout changement de l’intervalle de temps entre deux transits, soit de la période orbitale  $P$ , ou même de la durée des transits  $t_T$ , indique que cette exoplanète ne suit pas une orbite keplérienne. Si le système planétaire comporte un ou plusieurs membres additionnels, qui ne transitent pas nécessairement, les perturbations gravitationnelles ajoutées peuvent être non négligeables au point d’altérer l’orbite de l’exoplanète connue et conséquemment changer certains paramètres de ses transits. Les variations de la chronométrie du transit (TTV, *Transit Timing Variations*) permettent d’inférer dans la majorité des cas une combinaison de la masse et de l’excentricité requise d’un autre corps, afin d’expliquer la période orbitale  $P$  changeante et les décalages observés du moment des transits. Cette dégénérescence masse-excentricité peut toutefois être levée en analysant les variations de la durée du transit (TDV, *Transit Duration Variations*), telle qu’expliquée en plus amples détails dans Agol et Fabrycky (2018). À partir d’une rigoureuse analyse chronométrique des transits de Kepler-46 b, la première exoplanète découverte et complètement caractérisée par ces deux observables (TTV et TDV) est Kepler-46 c par Nesvorný et al. (2012). Depuis, l’un des grands succès d’une telle approche chronométrique concerne le système multiplanétaire transitant de TRAPPIST-1, dont l’analyse des TTV des sept membres de taille similaire à la Terre par Grimm et al. (2018) a permis de contraindre leur masse.

### 1.2.6. Modulation orbitale de la brillance

La brillance d'une étoile peut comporter des modulations sinusoïdales de basse fréquence ne pouvant pas être expliquées par de la pulsation, la présence de taches ou tout autre phénomène de variabilité stellaire, car plutôt causées par la révolution d'une exoplanète. En effet, deux sources principales de telles modulations orbitales existent.

La première est attribuée à la quantité de lumière réfléchiée de la surface de l'exoplanète qui oscille selon sa phase, c'est-à-dire la portion de sa surface éclairée par son étoile du point de vue de l'observateur (Figure 1.4, en haut et même en absence de transit). L'amplitude de cette modulation dépend de la capacité de l'exoplanète à réfléchir l'irradiation de son étoile (albédo), de l'inclinaison de l'orbite qui détermine la phase minimale et maximale, mais également de sa taille et de son demi-grand axe.

Ensuite, la seconde source de modulation orbitale de la brillance concerne les exoplanètes en rotation synchrone, souvent synonyme d'une orbite très serrée. Pour celles-ci, l'oscillation provient de la différence en émission thermique de l'exoplanète lorsque l'observateur voit en alternance davantage son côté jour beaucoup plus chaud, car constamment irradié, puis davantage son côté nuit plus froid.

La caractérisation de ces deux types de modulations a permis la découverte des exoplanètes Kepler-70 b et c par Charpinet et al. (2011). Toutefois, certains réfutent leur existence (Krziesinski, J., 2015; Blokesz, A. et al., 2019), ce qui expose la principale difficulté de cette méthode, soit la démonstration hors de tout doute de la nature non stellaire de ces modulations.

### 1.2.7. Astrométrie

L'astrométrie relève de la mesure précise de la position et du mouvement des astres sur la sphère céleste. Tout mouvement apparent d'un astre sur le plan du ciel, que l'on exprime comme une variation dans le temps de l'ascension droite (RA) et de la déclinaison (Dec), est la résultante de trois contributions. La première est le mouvement propre de l'astre qui correspond à son déplacement, du point de vue de l'observateur, dans la galaxie. Cette composante est relative à d'autres astres très lointains, souvent des quasars, pratiquement immobiles. La deuxième source de mouvement apparent est celle de la parallaxe qui n'est

que la projection de l’orbite de la Terre sur le ciel et dont l’effet est inversement proportionnel avec la distance. Finalement, si cet astre est l’hôte d’un système planétaire, le mouvement apparent de son orbite autour du centre de masse s’ajoute en troisième contribution. Pour un couple exoplanète–étoile, l’angle caractéristique sur le ciel de ce mouvement est appelé la signature astrométrique de l’exoplanète et croit avec le rapport de masse  $M_p/M_*$  ainsi qu’avec le demi-grand axe orbital  $a$ , mais diminue avec la distance  $d$  (Malbet et Sozzetti, 2018) :

$$\Delta\alpha \simeq 0.33 \left( \frac{M_p / M_\oplus}{M_* / M_\odot} \right) \left( \frac{a}{1 \text{ au}} \right) \left( \frac{d}{10 \text{ pc}} \right)^{-1} \mu\text{as} \quad (1.11)$$

En guise d’exemple, en se plaçant qu’à 10 pc du Système solaire, la signature astrométrique de Jupiter sur le Soleil équivaut à 495  $\mu\text{as}$  alors que celle de la Terre n’est que de 0.33  $\mu\text{as}$ . La détection d’exoplanètes avec cette méthode demande une très grande précision astrométrique dans les  $\mu\text{as}$ , alors que le satellite Hipparcos ou bien l’instrument *Fine Guidance Sensor* sur le télescope spatial Hubble (HST), jusqu’à récemment les meilleurs dans le domaine, étaient tous les deux précis d’au mieux  $\sim 1$  mas (Perryman, 2018). C’est ce qui explique par ailleurs l’absence de succès de cette méthode depuis les 25 dernières années.

Une seule détection par astrométrie est répertoriée, mais il s’agit de l’objet DE0823-49 b, découverte par Sahlmann, J. et al. (2013), ayant la masse d’une naine brune et dont l’hôte est également une naine brune. Il existe un débat sur la vraie nature de cet objet, car son faible rapport de masse  $M_p/M_* \approx 0.36$  et sa petite séparation orbitale  $a \approx 0.4$  au suggèrent une formation dans un disque primordial, donc de la même façon que les exoplanètes, au lieu de l’effondrement gravitationnel et la fragmentation d’un nuage moléculaire comme les étoiles binaires se conçoivent et qui résultent généralement à un rapport de masse plus près de l’unité et une séparation beaucoup plus grande.

Quoi qu’il en soit, le meilleur reste à venir quant au nombre de détections d’exoplanètes par la méthode de l’astrométrie grâce à Gaia, une mission spatiale lancée en 2013 qui sonde depuis et en continu des milliards d’étoiles à la recherche, entre autres, de leurs cinq paramètres astrométriques (2 positions + 2 vitesses + parallaxe). Lorsque les données finales de sa mission primaire seront rendues publiques, ce qui est prévu pour 2022 (Gaia *Data Release 4*, [cosmos.esa.int/web/gaia/release](https://cosmos.esa.int/web/gaia/release)), la précision de Gaia pourrait atteindre 6  $\mu\text{as}$  pour les étoiles de magnitude  $V = 6$  et 200  $\mu\text{as}$  pour celles de magnitude  $V = 20$  (Malbet et

Sozzetti, 2018). On s'attend alors à ce que Gaia découvre plusieurs milliers d'exoplanètes, en particulier des géantes comprises entre 0.5 et 5 au de leur étoile (Perryman et al., 2014; Sozzetti et Bruijne, 2017).

### 1.2.8. Cinématique du disque

Une seule détection par Pinte et al. (2019) a eu lieu à ce jour en appliquant la méthode de la cinématique du disque. Ces chercheurs ont cartographié le champ de vitesse radiale du disque protoplanétaire de l'étoile HD 97048, jeune d'environ 3 millions d'années, en observant avec les radiotélescopes de ALMA de multiples bandes près de la transition rotationnelle  $J = 3 - 2$  de la molécule  $^{13}\text{CO}$  ( $\lambda_0 = 0.907$  mm). Ils ont alors découvert une perturbation locale dans ce champ de vitesse attribuée à la présence d'une exoplanète de  $2.5 \pm 0.5 M_J$  séparée d'environ 130 au de l'étoile centrale.

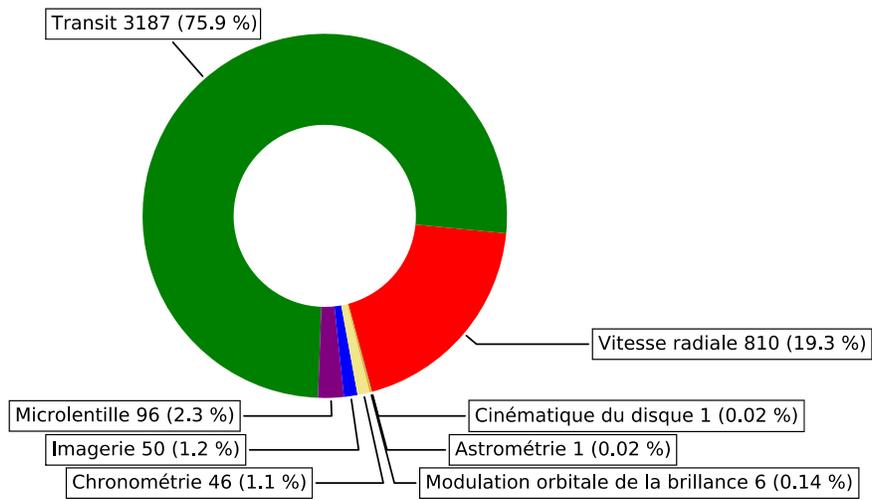
## 1.3. État des connaissances sur les exoplanètes

### 1.3.1. Recensement

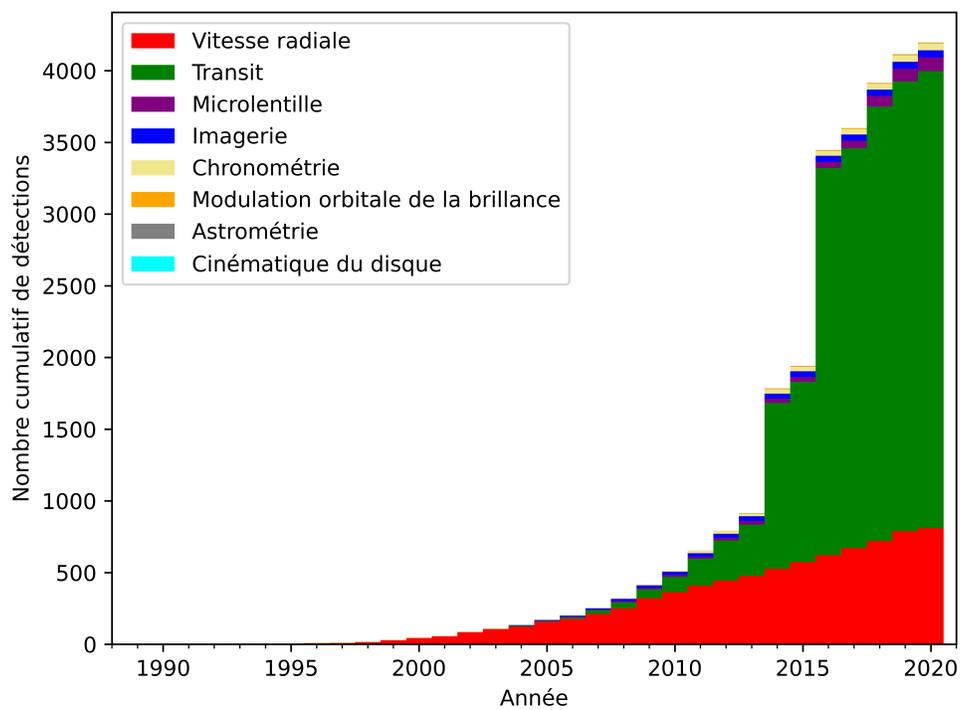
Cette sous-section porte sur le recensement des exoplanètes connues en date du 1<sup>er</sup> août 2020 et s'appuie exclusivement sur la base de données de la *NASA Exoplanet Archive* (Akeson et al., 2013, [exoplanetarchive.ipac.caltech.edu](http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu)). Cette base de données répertorie 3115 étoiles distinctes abritant une ou plusieurs des 4197 exoplanètes confirmées. Ces dernières furent découvertes avec l'une des différentes méthodes de détection introduites à la section 1.2 précédente. La Figure 1.7 montre le nombre et le pourcentage de réussites pour chacune de ces méthodes. La Figure 1.8 révèle quant à elle le nombre d'exoplanètes recensées selon l'année de découverte et selon la technique de détection employée. Ces deux figures nous informent que la méthode du transit est la plus efficace pour trouver de nouvelles exoplanètes, en particulier depuis les années 2010 grâce aux succès de la mission spatiale Kepler (Borucki et al. 2010; Koch et al. 2010) et de sa mission prolongée K2 (Howell et al., 2014). À elles seules, ces deux missions sont responsables de 2751 détections par transit. Historiquement, les premières centaines d'exoplanètes furent principalement détectées avec la méthode de la vitesse radiale. L'usage de l'une ou l'autre de ces deux techniques a permis la découverte de plus de 95 % des exoplanètes connues à ce jour.

La distribution Masse-Période des exoplanètes est montrée à la Figure 1.9. Celle-ci comprend les quelque 1785 exoplanètes dont nous connaissons la masse  $M_p$  ou bien la masse minimale  $M_p \sin i$  (sous-section 1.2.1). Aussi, la présence des huit planètes du Système solaire dans cette figure démontre que les technologies actuelles ne permettent pas d'obtenir la masse d'exoplanètes se trouvant dans des systèmes planétaires similaires au nôtre. Cette distribution est d'autant plus importante afin de visualiser les biais de chacune des méthodes de détection. Pour ne donner que trois exemples, on peut y voir que la méthode du transit comporte un fort biais envers les exoplanètes de faible période, donc près de leur étoile, ce qui n'est pas un hasard puisque leur transit est tout simplement plus probable (Eqn 1.5). La méthode de la vitesse radiale est quant à elle plus efficace pour des exoplanètes de courte période et de grande masse, donc de demi-amplitude  $K$  plus élevée (Eqn 1.3), tandis que les succès de l'imagerie sont pour l'instant réservés qu'aux jeunes exoplanètes massives à très grande période, toutes détectées par leur émission thermique.

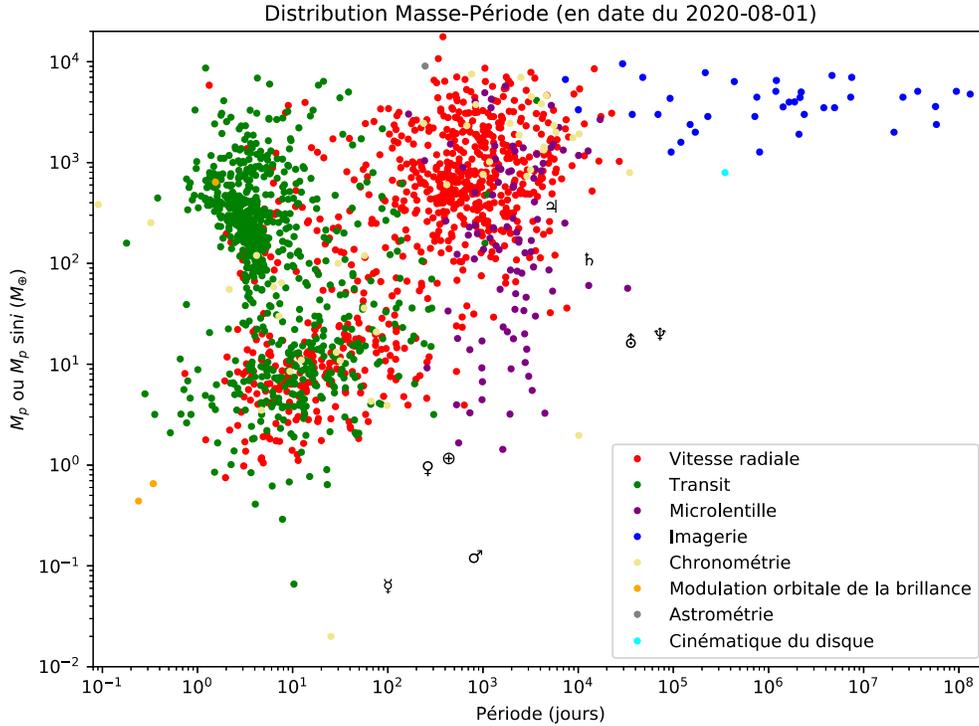
Total: 4197 exoplanètes (en date du 2020-08-01)



**Figure 1.7.** Effectif et pourcentage des exoplanètes connues selon la méthode de détection (en date du 1<sup>er</sup> août 2020). Les données proviennent de la *NASA Exoplanet Archive*.



**Figure 1.8.** Nombre cumulé de détections d'exoplanètes selon l'année de découverte (en date du 1<sup>er</sup> août 2020). Les données proviennent de la *NASA Exoplanet Archive*.



**Figure 1.9.** Distribution de la masse (ou masse minimale) en fonction la période orbitale des exoplanètes (en date du 1<sup>er</sup> août 2020). Les huit planètes du Système solaire sont affichées avec leur symbole respectif. La période orbitale de certaines exoplanètes à demi-grand axe connu a été estimée à l’aide de la troisième loi de Kepler. Les données proviennent de la *NASA Exoplanet Archive*.

### 1.3.2. Types de planètes

Les disques protoplanétaires sont constitués, en adoptant le jargon employé, de roches ( $\sim 0.5\%$ ), de glace ( $\sim 1\%$ ) et de gaz ( $\sim 98.5\%$ ) et la masse finale d’une planète s’y formant provient de l’accrétion d’une certaine fraction de ces trois constituants (Perryman, 2018). Tout composé chimique sous phase solide sans être volatil, donc qui possède un point de fusion très élevé, est appelé roche. C’est le cas des silicates et des métaux. Puis, le terme glace est donné aux composés volatils, peu importe s’ils sont sous phase solide ou liquide, dont le point de fusion se trouve approximativement entre 100 et 200 K. Par exemple, l’eau, le méthane, le monoxyde de carbone, le dioxyde de carbone, l’azote ou bien l’ammoniac entrent dans cette catégorie. Finalement, on nomme gaz les composés très volatils et donc

souvent sous phase gazeuse avec un point de fusion sous 100 K. L'hydrogène et l'hélium sont bien évidemment les gaz plus communs.

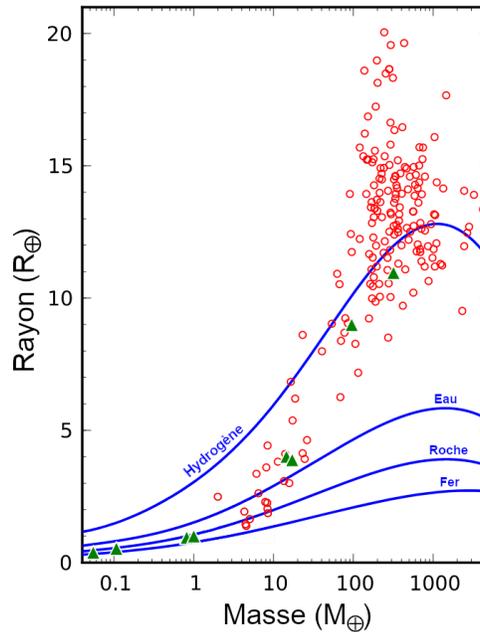
En suivant cette terminologie, les huit planètes du Système solaire ont été catégorisées selon leur composition principale. D'une part, il y a les planètes rocheuses (Mercure, Vénus, Terre et Mars) constituées essentiellement de roches. Néanmoins, une atmosphère, ne contribuant que modiquement à la masse totale, peut être présente, mais est dite secondaire, car elle n'a pas été formée par l'accrétion d'éléments volatils lors de la genèse de la planète, mais s'est plutôt générée par des processus de dégazage (volcanisme) ou bien par des impacts de comètes. D'autre part, il y a les planètes géantes plus volumineuses et massives, mais de composition largement dominée par de la glace et du gaz moins dense. On distingue les planètes géantes gazeuses (Jupiter et Saturne) dont près de 90 % de la masse est constituée d'hydrogène et d'hélium, des planètes géantes de glaces (Uranus et Neptune) appauvries jusqu'à 20 % en gaz, laissant aux glaces la plus grande fraction de la masse.

Ensuite, dans l'optique de classifier de la même façon les exoplanètes recensées, une mesure à la fois de leur rayon et de leur masse est requise, car c'est la masse volumique moyenne qui varie avec la composition globale. Sinon, il est tout de même possible de les comparer en taille ou en masse aux planètes du Système solaire, en se basant sur différentes échelles de classification. Finalement, la température des exoplanètes permet aussi de les distinguer les unes des autres et une certaine appellation est utilisée.

#### 1.3.2.1. Classification selon la composition

Ce qui compose en grande partie une exoplanète, sans pour autant y détailler sa structure interne, peut être révélé avec l'aide d'un diagramme du rayon en fonction de la masse ou bien estimé en suivant une échelle de masse volumique moyenne. Dans la première approche, on inclut dans un tel diagramme des relations masse-rayon théoriques pour des objets de diverses compositions, puis on montre laquelle de ces courbes explique le mieux le rayon et la masse observés d'une exoplanète. La Figure 1.10 montre un tel diagramme et comprend les planètes du Système solaire, des exoplanètes ainsi que les courbes théoriques pour une composition pure en fer, en roche, en eau ou en hydrogène. On y aperçoit par exemple que certaines exoplanètes sont positionnées très près de la courbe de l'eau et sont possiblement des planètes océans (l'eau domine la fraction de masse). Aussi, beaucoup d'entre elles sont

situées au-dessus de la courbe de l'hydrogène, le gaz le moins dense. La seule explication plausible est que ces géantes gazeuses ont des atmosphères dilatées parce qu'elles sont situées très près de leur étoile, là où leur température d'équilibre est très élevée (Eqn 1.12).



**Figure 1.10.** Diagramme Masse-Rayon des planètes (triangles verts), des exoplanètes (cercles rouges) et relations masse-rayon théoriques pour des compositions pures en fer, en roche ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ), en eau glacée et en hydrogène. Figure tirée de Howard et al. (2013).

Dans la seconde approche, on compare la valeur de la masse volumique moyenne d'une exoplanète à celle d'une planète analogue du Système solaire, par exemple la Terre ( $5.514 \text{ g/cm}^3$ ), Neptune ( $1.638 \text{ g/cm}^3$ ) ou Jupiter ( $1.326 \text{ g/cm}^3$ ). Sinon, on peut aussi regarder des études statistiques comme celle de Odrzywolek et Rafelski (2016) qui démontre l'existence de trois populations distinctes parmi les exoplanètes recensées. Les deux premières populations concernent les exoplanètes constituées principalement de gaz/glacé (géantes) et de roche/fer (rocheuses). Par contre, la troisième population implique les compagnons naines brunes qui se trouvent plutôt dans un régime de matière dégénérée. Les naines brunes ne sont pas des exoplanètes selon notre définition d'entrée de jeu, mais peuvent tout de même se former dans le disque primordial de leur étoile (Bodenheimer, 1998). Les intervalles à 68 % de certitude des masses volumiques moyennes pour ces trois populations sont :

- Gaz/glacé ( $0.3 - 2.1 \text{ g/cm}^3$ )
- Roche/fer ( $3.6 - 13.4 \text{ g/cm}^3$ )

- Matière dégénérée (25 - 34 g/cm<sup>3</sup>)

### 1.3.2.2. Classification selon le rayon

Une classification selon le rayon permet aussi de comparer une exoplanète aux planètes du Système solaire et d'estimer grosso modo sa composition primaire (roche, glace, gaz). Toutefois, une telle échelle demeure arbitraire et ne s'appuie pas sur de réelles contraintes physiques. Par exemple, il est possible que deux exoplanètes à la base identiques soient classées différemment selon la grandeur de leur atmosphère, dont la hauteur caractéristique dépend entre autres de la température d'équilibre (Eqn 1.10, Eqn 1.12). Donc, selon le type d'étoile hôte et leur distance à celle-ci, le rayon mesurable de ces deux exoplanètes peut être différent. L'échelle de taille adoptée par Borucki et al. (2010), qui ne se veut pas être une définition stricte, est la suivante :

- Taille terrestre ( $< 1.25 R_{\oplus}$ )
- Taille super-terrestre ( $1.25 R_{\oplus} - 2 R_{\oplus}$ )
- Taille neptunienne ( $2 R_{\oplus} - 6 R_{\oplus}$ )
- Taille jovienne ( $6 R_{\oplus} - 15 R_{\oplus}$ )

### 1.3.2.3. Classification selon la masse

Un classement en masse est également subjectif, mais permet une meilleure estimation de la composition d'une exoplanète qu'une échelle de taille. Effectivement, puisque la masse volumique moyenne est directement proportionnelle à la masse, alors qu'elle varie comme l'inverse du cube du rayon, la masse est une meilleure variable de substitution. L'échelle qui suit provient de Stevens et Gaudi (2013) :

- sous-Terres ( $10^{-8} M_{\oplus} - 0.1 M_{\oplus}$ )
- Terres ( $0.1 M_{\oplus} - 2 M_{\oplus}$ )
- super-Terres ( $2 M_{\oplus} - 10 M_{\oplus}$ )
- Neptunes ( $10 M_{\oplus} - 100 M_{\oplus}$ )
- Jupiters ( $100 M_{\oplus} - 10^3 M_{\oplus}$ )
- super-Jupiters ( $10^3 M_{\oplus} - 13 M_J$ )
- Naines brunes ( $13 M_J - 0.07 M_{\odot}$ )
- Compagnons stellaires ( $0.07 M_{\odot} - 1 M_{\odot}$ )

Il est important de souligner que la transition entre une super-Terre et une Neptune demeure ambiguë, en particulier parce qu’aucune planète du Système solaire ne se situe dans ce régime de masse. Seule une connaissance de la composition globale permet de faire une véritable distinction entre ces deux types d’exoplanètes. On s’attend à ce qu’une super-Terre soit de composition plutôt rocheuse et donc de masse volumique moyenne comparable à celle de la Terre; une densité plus faible indiquerait alors qu’une portion significative de sa masse totale est sous forme gazeuse et/ou de glace. On appelle par le fait même ces exoplanètes des mini-Neptunes.

#### 1.3.2.4. Classification selon la température

Finalement, il est souvent coutume d’ajouter des qualificatifs après la catégorie de masse pour spécifier dans quel régime de température une exoplanète se situe. Ces qualificatifs sont entièrement basés sur la mesure de la température d’équilibre d’une planète :

$$T_{\text{eq}} = T_{\text{eff}} \left( \frac{R_*}{2a} \right)^{1/2} (1 - A_B)^{1/4} \quad (1.12)$$

où  $T_{\text{eff}}$  est la température effective de l’étoile hôte,  $R_*$  est son rayon,  $a$  est le demi-grand axe de l’orbite de la planète et  $A_B$  est son albédo de Bond, soit la fraction de l’irradiation stellaire réfléchiée par sa surface.

Malgré l’absence de définition claire, on retrouve souvent dans la littérature des cas de Neptunes dites chaudes ou tièdes, en opposition aux Neptunes froides, catégorie dans laquelle la planète Neptune se trouve. L’exemple le plus fréquent est toutefois les Jupiters chaudes : des géantes gazeuses qui se trouvent très près de leur étoile, à moins de 0.1 au, endroit où leur température d’équilibre dépasse généralement les 1000 K. Ce sont des cibles de choix dans le domaine d’études des atmosphères d’exoplanètes, en plus d’être facilement détectables.

#### 1.3.3. Taux d’occurrence

Le taux d’occurrence est simplement le nombre moyen d’exoplanètes par étoile et se veut une réponse quantitative à la question : les exoplanètes sont-elles rares ou communes? Puisqu’il existe plusieurs types d’exoplanètes et les étoiles elles-mêmes ne sont pas toutes identiques, ce taux d’occurrence est en réalité une fonction très complexe qui dépend des

paramètres orbitaux, des interactions gravitationnelles interplanétaires, des propriétés du disque primordial, des caractéristiques stellaires comme la masse et la métallicité, etc. Ce grand nombre de variables complique la détermination théorique de ce taux et dans le but de contraindre les différents modèles de formation de planètes qui prédisent toutefois sa valeur, on doit se tourner vers des études statistiques. En prenant compte des biais des méthodes de détection, ces études cherchent empiriquement la densité du taux d’occurrence, c’est-à-dire le nombre attendu d’exoplanètes par étoile, mais aussi par intervalle logarithmique de paramètres planétaires tels la masse ou le rayon et la période. On obtient ensuite une estimation du taux d’occurrence en intégrant cette densité dans les intervalles de paramètres souhaités. Pour ce qui suit, les grandes lignes de Winn (2018), une revue de la littérature à ce sujet qui collige les résultats de différentes études en vitesse radiale et en transit, sont rapportées. Le premier constat est que le taux d’occurrence est significativement différent pour les exoplanètes géantes ( $\gtrsim 4 R_{\oplus}$  ou  $\gtrsim 30 M_{\oplus}$ ) comparativement à celles plus petites en taille ou en masse.

### 1.3.3.1. Exoplanètes géantes

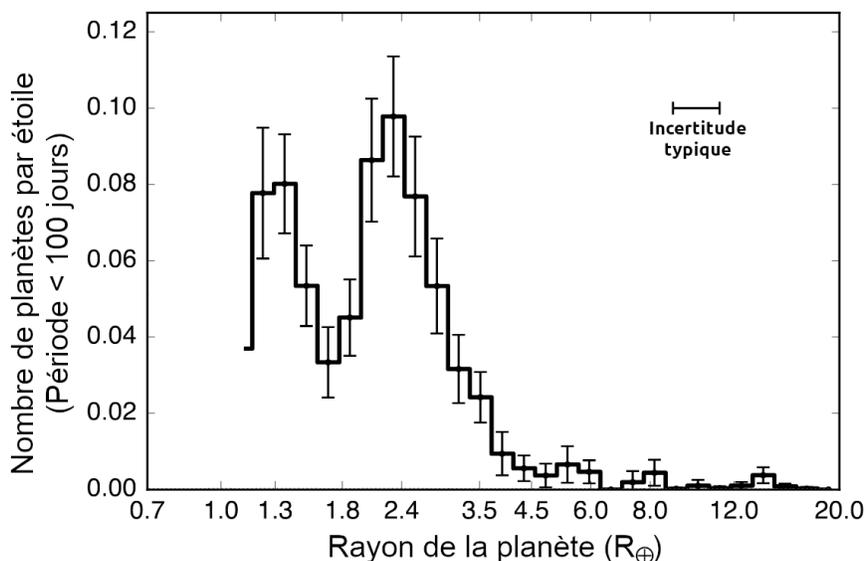
Les références clés pour le taux d’occurrence des exoplanètes géantes sont deux études en vitesse radiale par Cumming et al. (2008) et Mayor et al. (2011), ainsi qu’une étude en transit, avec les données de Kepler, par Santerne et al. (2015). Ces travaux montrent conjointement que le taux d’occurrence de ce type d’exoplanètes approche  $\approx 10\%$  lorsque la période est au plus quelques années et pour des étoiles de type solaire. Dans le cas des Jupiters chaudes, soit de période entre 1 et 10 jours, le taux d’occurrence est plutôt de 0.5–1%, ce qui indique qu’elles sont plutôt rares, malgré leur nombre élevé de détections (Figure 1.9).

Également, Foreman-Mackey et al. (2016) obtiennent le taux d’occurrence des Jupiters froides de période entre 2 et 25 ans et de rayon entre 0.4 et 1  $R_J$  à partir des données de Kepler (seulement un ou deux transits observés). Leur échantillon est composé de 16 exoplanètes et est donc de complétude statistique assez faible. Malgré tout, leur taux d’occurrence obtenu est de  $42 \pm 16\%$ , ce qui met en lumière que les exoplanètes géantes analogues à Jupiter en rayon et en période sont sans doute les plus communes de leur genre.

### 1.3.3.2. Exoplanètes plus petites

Ensuite, les résultats les plus concluants du taux d'occurrence pour les exoplanètes de taille inférieure proviennent de Fulton et al. (2017) qui est une autre étude statistique basée sur les détections de Kepler. Ces derniers obtiennent un taux d'occurrence de  $43.1 \pm 2.2 \%$  pour les exoplanètes de rayon entre  $1.4$  et  $2.8 R_{\oplus}$  et pour des périodes de moins de 100 jours. Pour un second intervalle du rayon entre  $2$  et  $4 R_{\oplus}$  tout en maintenant les mêmes périodes orbitales, ce taux est désormais de  $36.6 \pm 2.2 \%$ . Les exoplanètes de ces tailles sont donc assez communes, malgré qu'aucune planète partageant ces particularités ne se trouve dans notre Système solaire. Aussi, cet article a révélé une baisse notable de la densité du taux d'occurrence d'un facteur d'au moins deux dans la région  $1.5$ – $2 R_{\oplus}$  (Figure 1.11). Cet écart, communément appelé la *Fulton gap*, est attribué à l'érosion de l'atmosphère des exoplanètes par l'irradiation à haute énergie de leur étoile hôte lors des premières 100 millions d'années (Owen et Wu, 2017).

Dans un autre ordre d'idées, certains se sont penchés sur le taux d'occurrence pour les exoplanètes autour de naines rouges (type spectral M), puisque ce sont les étoiles les plus abondantes dans la galaxie et parce que leur zone habitable est relativement près de celles-ci. La zone habitable est par définition l'intervalle de distances permises entre une



**Figure 1.11.** Densité du taux d'occurrence selon le rayon pour les exoplanètes découvertes par Kepler de période orbitale inférieure à 100 jours. Figure adaptée de Fulton et al. (2017).

étoile et une exoplanète afin que de l'eau sous forme liquide s'y retrouve à sa surface, une condition essentielle au développement de la vie telle que nous la connaissons. À partir d'un sous-échantillon d'exoplanètes de Kepler autour de naines rouges, Dressing et Charbonneau (2015) obtiennent un taux d'occurrence de  $2.5 \pm 0.2$  pour un rayon compris en 1 et  $4 R_{\oplus}$  et une période inférieure à 200 jours. Puis, Tuomi et al. (2019), qui utilisent quant à eux un relevé en vitesse radiale, parviennent sensiblement au même taux d'occurrence à  $2.39^{+4.58}_{-1.36}$  exoplanètes par naine rouge cette fois pour un intervalle de masse entre 1 et  $1000 M_{\oplus}$  et une période inférieure à 10 000 jours. Avec ce taux d'occurrence élevé, ce n'est pas surprenant que l'étoile et la naine rouge la plus proche du Soleil, Proxima Centauri, abrite un système planétaire avec une exoplanète (Proxima Centauri b) se trouvant dans la zone habitable.

## 1.4. Le satellite TESS

### 1.4.1. Historique

Bien que réalisable la détection de nouvelles exoplanètes avec la méthode du transit à partir du sol, ce qu'ont démontré plusieurs missions telles HATNet (Bakos, 2018), WASP (Pollacco et al., 2006), KELT (Pepper et al., 2007), MASCARA (Talens, G. J. J. et al., 2017), MEarth (Irwin et al., 2008) et TRAPPIST (Jehin et al., 2011) pour n'en nommer que quelques-unes, l'environnement spatial sans atmosphère, sans nuages, sans cycle jour/nuit et à température presque constante offre de bien meilleures conditions photométriques, en plus d'être beaucoup plus efficient, car il permet le suivi continu d'étoiles sur plusieurs jours, voire sur plusieurs mois. Deux précédentes missions, soit Convection, Rotation et Transits planétaires (CoRoT, Auvergne et al., 2009) et Kepler (originale + K2), impliquaient des télescopes spatiaux dédiés en partie ou totalement à la recherche de transits d'exoplanètes.

Du côté de CoRoT, plus de 20 champs de vue dans le visible (chacun de  $8.1 \text{ deg}^2$ ) ont été observés entre 2006 et 2013 dans les directions vers et à l'opposé du centre galactique pour un maximum de 150 jours chacun. Au terme de cette mission, selon une cadence de 512 s ou bien de 32 s, plus de  $\sim 175\,000$  étoiles ont été sondées et au total, CoRoT a découvert une trentaine d'exoplanètes.

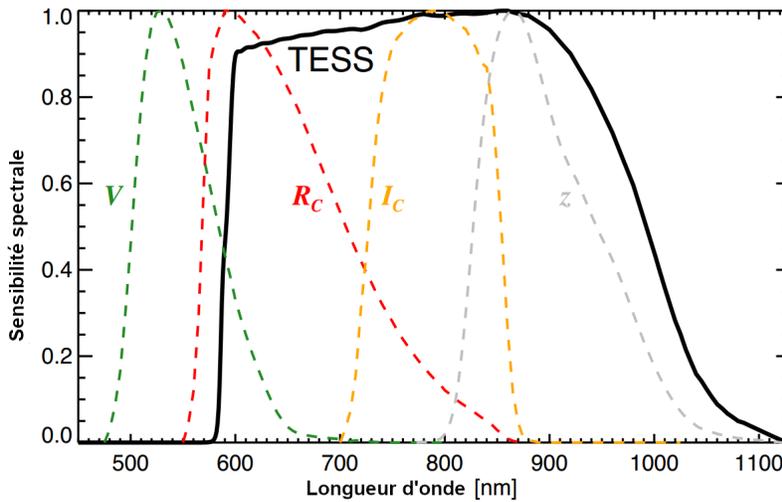
Du côté de Kepler, ce sont les étoiles similaires au Soleil, c'est-à-dire de types spectraux F–G–K, qui étaient particulièrement convoitées. De plus, le champ de vue complet était plus grand, soit de  $115 \text{ deg}^2$ , et la cadence plutôt de 30 min. La mission originale s'est déroulée durant quatre ans, entre 2009 et 2013, se concentrant sur environ 150 000 étoiles comprises dans un champ de vue fixe de la région de la constellation du Cygne. Un bris mécanique de deux roues de réaction sur quatre mit fin à ce premier programme, mais s'en est suivie la mission étendue K2, de 2014 à 2018. Cette fois, l'engin spatial observait tour à tour durant en moyenne 80 jours l'un des 18 champs distincts dans la direction du plan de l'écliptique, question de minimiser le moment de force exercé par la pression du vent solaire. Au final, les missions Kepler ont révolutionné le domaine de la recherche d'exoplanètes puisqu'elles sont responsables de la majorité de toutes les détections recensées à ce jour, démonstration irréfutable de la grande efficacité de la méthode du transit de l'espace. C'est sans parler que ce grand nombre de découvertes a permis l'aboutissement d'études statistiques significatives portant sur les différentes populations d'exoplanètes, leur taux d'occurrence, leur distribution masse-rayon, etc.

En revanche, la plupart des exoplanètes de Kepler orbitent des étoiles relativement lointaines et peu brillantes, ce qui complique toute caractérisation additionnelle, par exemple en vélocimétrie pour obtenir leur masse ou bien en spectroscopie de transit pour sonder leur atmosphère. De plus, Kepler n'a pas été conçu pour observer les étoiles froides comme les naines rouges qui se sont avérées très intéressantes parce qu'elles abritent en moyenne plus d'exoplanètes (sous-section 1.3.3) et celles situées dans leur zone habitable sont plus facilement détectables (zone habitable très rapprochée et petit rayon stellaire). Historiquement, c'est précisément ce désir de connaître davantage d'exoplanètes transitantes dans le voisinage solaire (moins de  $\sim 60 \text{ pc}$ ) autour d'étoiles brillantes et/ou naines rouges qui a motivé le développement de l'actuelle mission spatiale TESS (Ricker et al., 2014) conjointement conduite par le *Massachusetts Institute of Technology* (MIT) et la NASA. Le choix d'un relevé sur tout le ciel fut justifié parce que ces étoiles sont presque uniformément distribuées sur la sphère céleste.

## 1.4.2. Description de la mission

### 1.4.2.1. Spécifications techniques

Le satellite TESS, lancé en avril 2018 pour une mission primaire de 2 ans, suit une orbite elliptique de 13.7 jours en résonance 2:1 avec l'orbite lunaire, ce qui lui assure une stabilité pendant une décennie ou même plus. Au périégée, sa distance avec la Terre est de  $17 R_{\oplus}$ , alors qu'à l'apogée, cette distance est de  $59 R_{\oplus}$ . L'engin spatial est équipé de quatre caméras identiques chacune de diamètre d'ouverture de 10.5 cm et constituées de quatre dispositifs à transfert de charges (CCD) sensibles dans un intervalle de longueurs d'onde allant de 600 à 1000 nm (Figure 1.12). Cet intervalle, comparable à l'union des filtres  $R_C$ ,  $I_C$  et  $z$ , s'étire davantage dans le proche infrarouge que la bande passante des CCD de Kepler, plutôt sensible de 400 à 900 nm (Koch et al., 2010). C'est à cet égard que TESS possède un avantage sur son prédécesseur dans l'observation d'étoiles plus froides.



**Figure 1.12.** Sensibilité spectrale des caméras CCD de TESS. En guise de comparaison, les filtres Johnson-Cousins  $V$ ,  $R_C$  et  $I_C$ , ainsi que le filtre  $z$  du SDSS sont présentés. Toutes ces fonctions de sensibilité spectrale sont normalisées afin que leur maximum atteigne l'unité. Figure tirée de Ricker et al. (2014).

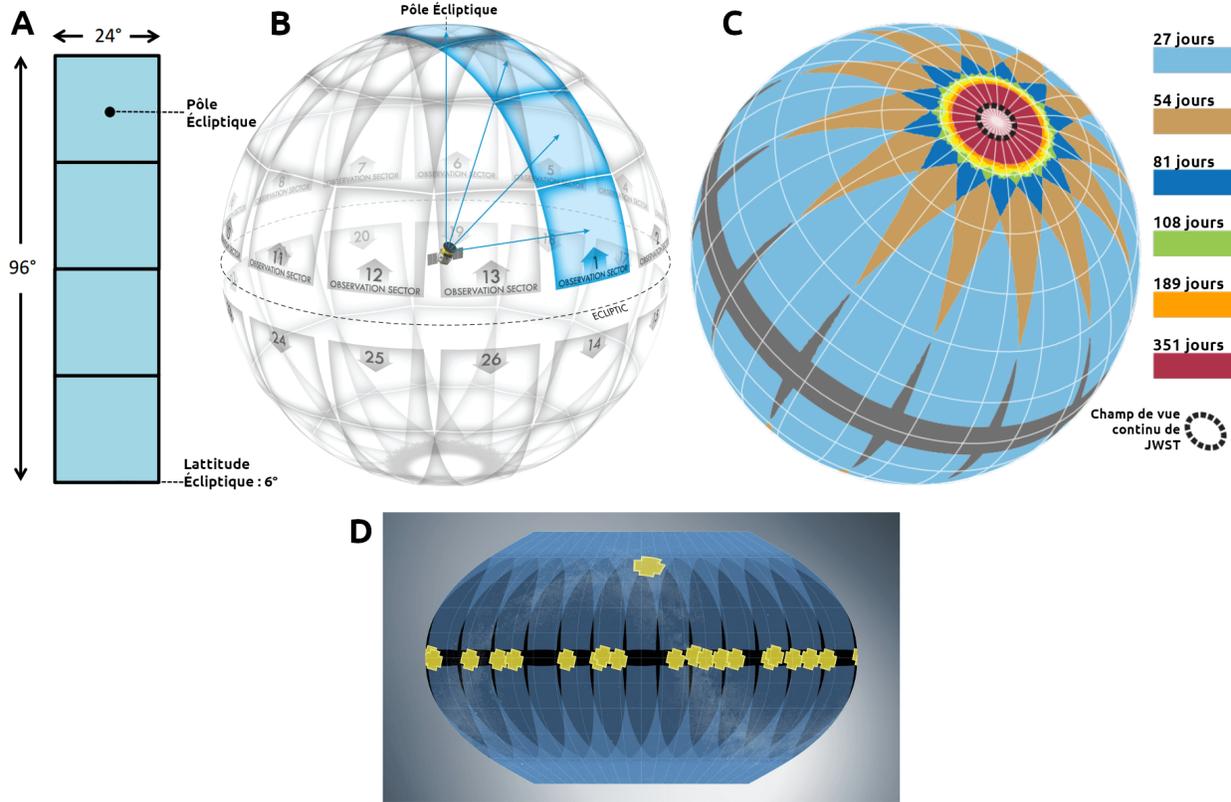
Le champ de vue sur le ciel de chaque caméra est de  $24^\circ \times 24^\circ$ , alors que leur résolution est de  $4096 \text{ px} \times 4096 \text{ px}$ , ce qui produit un échantillonnage de  $21''/\text{px}$ . Lorsque les quatre caméras sont alignées, le champ de vue total de TESS fait  $24^\circ \times 96^\circ$  ( $2304 \text{ deg}^2$ ) et couvre une région que l'on nomme secteur (Figure 1.13, A). En coordonnées écliptiques, le ciel entier est délimité en 26 secteurs, donc 13 par hémisphère, que TESS observe successivement

durant 27.4 jours, soit deux orbites chacun (Figure 1.13, B). Certaines parties du ciel se retrouvent dans plus d'un secteur et sont par le fait même plus longtemps observées. Par exemple, ce chevauchement fait en sorte que les régions près des pôles de l'écliptique sont observées durant un maximum de 351 jours (Figure 1.13, C). Ce n'est pas un hasard, car ces régions correspondent au champ de vue que le futur télescope spatial James Webb (JWST) pourra observer à longueur d'année. TESS joue donc un rôle crucial dans la recherche de nouvelles exoplanètes dans ces zones, afin de favoriser les études additionnelles avec JWST, tout particulièrement pour la caractérisation atmosphérique. Dans l'ensemble,  $\sim 85\%$  du ciel entier se retrouve dans au moins un secteur et la principale région non sondée par TESS, une bande autour du plan de l'écliptique (de  $-6$  à  $6^\circ$  de latitude), fut au moins en partie couverte par les différents champs de vue de K2 (Figure 1.13, D).

Les secteurs 1 à 13 de l'hémisphère sud ont été observés lors de la première année de TESS entre le 25 juillet 2018 et le 18 juillet 2019 et après coup, ce sont les secteurs 14 à 26 de l'hémisphère nord qui ont été observés, et ce, jusqu'en juillet 2020. À noter que les secteurs 14 à 16 ainsi que 24 à 26 ont été déplacés de  $+31^\circ$  en latitude afin d'empêcher une contamination en lumière réfléchie venant de la Terre et de la Lune, ce qui a malheureusement légèrement agrandi la bande de non-couverture.

Le temps d'exposition des caméras de TESS est de deux secondes, mais des ordinateurs à bord du satellite combinent en temps réel ces images et produisent deux formats de données scientifiques. Le premier format est des «vignettes» d'environ  $10 \text{ px} \times 10 \text{ px}$  à toutes les deux minutes centrées sur l'une des 200 000 étoiles présélectionnées. Le second format est des images plein cadre (FFI, *Full Frame Images*) toutes les 30 minutes pour l'intégralité de chaque secteur.

Les étoiles de la séquence principale de types spectraux entre F5 et M5 sont considérées les plus importantes pour TESS, puisque cet intervalle englobe à la fois les étoiles de type solaire, mais également les naines rouges. D'un côté, les étoiles ayant un type spectral plus précoce que F5 ont un rayon relativement grand, ce qui limite la détection de petites exoplanètes, en plus d'une grande vitesse de rotation, ce qui élargit leurs raies spectrales et complique les études en vélocimétrie. De l'autre côté, si environ les trois quarts des étoiles du voisinage solaire ont un type spectral compris entre M0 et M5, celles qui en dépassent



**Figure 1.13.** Secteurs et champs de vue de TESS. A : Dimension angulaire d'un secteur. B : Étalement des 26 secteurs sur la sphère céleste. C : Chevauchement des secteurs et durée d'observations selon la région sur la sphère céleste. D : Comparaison des champs de vue de TESS (bleu), de Kepler (jaune, haute latitude) et de K2 (jaune, plan de l'écliptique). A, B, C : Figure tirée de Ricker et al. (2014), D : Crédit NASA/JPL-Caltech/T. Pyle (IPAC)

le type M5 sont moins nombreuses et plus froides. Elles émettent donc principalement dans l'infrarouge, ce qui est en dehors de la fenêtre spectrale des CCD de TESS.

La *TESS Input Catalog* (TIC) tente de répertorier tous les objets lumineux dans le visible et apparaissant comme source ponctuelle dans le ciel à partir de divers catalogues préexistants. Toutefois, étant donné que le satellite ne peut acquérir des «vignettes» à cadence de deux minutes que pour un nombre limité d'étoiles (grosso modo 200 000), une sous-liste de la TIC pour ces cibles de haute priorité, la *Candidate Target List* (CTL), a été assemblée. Les critères employés sur la brillance, sur la température effective (afin d'estimer le type spectral) et pour éliminer les étoiles évoluées sont énoncés dans Stassun et al. (2018) qui se sont appuyés en grande partie sur le relevé *Two Micron All-Sky Survey* (2MASS) pour créer la TIC, puis la CTL lors de la première année de TESS. Ensuite, ces listes ont été mises

à jour, puisque les données des 22 premiers mois de Gaia étaient désormais disponibles (Gaia *Data Release 2*, Gaia Collaboration et al., 2018). C’est maintenant ce catalogue de Gaia qui constitue la base de l’actuelle TIC, qui comprend plus de 1.5 milliard d’objets, une hausse de près d’un milliard depuis la version précédente. Le nombre d’étoiles avec une mesure de la température effective a doublé alors que celles avec une mesure du rayon a augmenté d’un facteur  $\sim 20$  grâce aux données de Gaia, ce qui a grandement facilité l’établissement d’une nouvelle CTL dans Stassun et al. (2019). Le portrait global est que les étoiles de cette liste sont de 30 à 100 fois plus brillantes que celles de Kepler. Le plus souvent, elles sont de magnitude TESS  $T < 12$  pour les étoiles de type solaire et  $T < 13$  pour les naines rouges. Les calibrations utilisées afin d’estimer *a priori* la magnitude  $T$  à partir des magnitudes de 2MASS ( $J$ ,  $H$  et  $K_S$ ) ou de Gaia ( $G$ ,  $G_{BP}$  et  $G_{RP}$ ) sont également formulées dans Stassun et al. (2018, 2019).

#### 1.4.2.2. Exigences scientifiques

Maintenant que les spécifications techniques de la mission primaire de TESS ont été exposées, voici ses principales exigences scientifiques<sup>4</sup> :

- (1) Observer plus de 200 000 étoiles afin de découvrir des exoplanètes avec période orbitale  $P < 10$  jours et rayon  $R_p < 2.5 R_\oplus$  orbitant les étoiles les plus brillantes du voisinage solaire et découvrir des exoplanètes avec rayon  $R_p \geq 2.5 R_\oplus$  distribuées à travers la sphère céleste.
- (2) Chercher des exoplanètes qui transitent avec période orbitale  $P \leq 120$  jours parmi les  $\sim 10\,000$  étoiles dans la région près des pôles de l’écliptique.
- (3) Trouver au moins 50 exoplanètes de rayon  $R_p < 4 R_\oplus$  pour lesquelles une mesure de masse est possible.

#### 1.4.2.3. Mission étendue

Une première mission étendue pour le satellite TESS a été acceptée en juillet 2019 et ajoute deux années à la mission, ce qui assure des observations jusqu’en 2022 au minimum<sup>5</sup>. Les mêmes secteurs seront à tour de rôle observés, en recommençant par l’hémisphère sud

<sup>4</sup> [heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/primary-science.html](https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/primary-science.html)

<sup>5</sup> [heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/announcement-of-the-tess-extended-mission.html](https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/announcement-of-the-tess-extended-mission.html)

dès juillet 2020, mais cette fois-ci avec des cadences modifiées. La cadence réduite des «vignettes» sera de 20 secondes alors que les FFI seront prises aux 10 minutes.

### 1.4.3. Détection de faux positifs

Le principal compromis à couvrir le ciel entier en seulement deux ans est que cela requiert un grand échantillonnage ( $21''/\text{px}$  pour TESS). Il est donc fréquent que plus d'une étoile se retrouvent sur un même pixel et que conséquemment, des ouvertures photométriques (pixels où sont comptés les photoélectrons recueillis d'une cible) soient contaminées par le flux d'autres étoiles. Dans ces conditions, la détection d'un signal périodique similaire au transit, que ce soit sur les données des «vignettes» ou bien des FFI, nécessite de valider ou d'invalider d'une part si celui-ci provient bel et bien de l'étoile ciblée et d'autre part s'il est véritablement causé par une exoplanète. Les scénarios astrophysiques pouvant simuler un transit sont décrits et discutés dans ce qui suit, puis les différentes techniques de vérification nécessaires à démêler ces faux positifs des réels transits d'exoplanètes sont présentées.

#### 1.4.3.1. Scénarios astrophysiques menant aux faux positifs

La plupart des scénarios astrophysiques liés à des faux positifs impliquent une étoile binaire à éclipses qui génère, comme le transit d'une exoplanète, une baisse périodique de la brillance. Le Tableau 1.1 dénombre les sept scénarios astrophysiques regroupés selon quatre différents types pouvant tous mener à une fausse détection par TESS (pictogrammes inspirés de Conti 2018).

Le type EB (*Eclipsing Binary*) concerne les situations pour lesquelles le signal émerge effectivement de la cible, mais cette dernière est en réalité une étoile binaire à éclipses. (1) Si les éclipses sont profondes, la présence d'une étoile brillante dans l'ouverture photométrique «dilue» ce signal au point de le confondre à celui d'un transit. (2) Sinon, lorsque le membre secondaire de la binaire est assez petit en comparaison au membre primaire, par exemple une naine brune, la profondeur des éclipses peut être comparable à celle du transit d'une exoplanète géante. (3) Enfin, ces éclipses peuvent être rasantes, c'est-à-dire que seule une petite fraction du disque d'un membre en masque son compagnon. La profondeur des éclipses rasantes est donc plus petite et n'est plus représentative de la taille relative entre les deux astres, ce qui mime un transit.

Le type NEB (*Nearby Eclipsing Binary*) implique quant à lui un seul scénario (4), celui d’une étoile binaire à éclipses à proximité de la cible et se trouvant à l’intérieur de l’ouverture photométrique. Le signal des éclipses est alors induit dans la courbe de lumière de la cible et cause la fausse détection.

Le type BEB (*Blended Eclipsing Binary*) est comparable au type NEB, à la différence que cette binaire éclipsante se situe si près de la cible que les deux étoiles sont indiscernables. Elles peuvent par ailleurs ne pas être liées gravitationnellement (5) ou bien faire partie d’un même système hiérarchique (6).

Pour finir, le type NPC (*Nearby Planet Candidate*) correspond aux faux positifs attribués aux transits d’une exoplanète, mais ayant tout simplement cours sur une autre étoile présente dans l’ouverture photométrique que celle ciblée (7).

En première approximation, Santerne et al. (2013) montre à quel point une binaire éclipsante de magnitude  $m_{\text{eb}}$  et de profondeur  $\delta_{\text{eb}}$  peut simuler un transit de profondeur observée  $\delta_{\text{obs}}$  lorsque son flux lumineux est mélangé avec celui d’une cible de magnitude  $m_{\text{cible}}$  :

$$m_{\text{eb}} - m_{\text{cible}} = 2.5 \log \left( \frac{\delta_{\text{eb}}}{\delta_{\text{obs}}} \right) \quad (1.13)$$

Pour une étoile binaire à éclipses dont les deux membres ont la même taille et pour une inclinaison orbitale  $i = 90^\circ$ , la profondeur est de  $\delta_{\text{eb}} \approx 50\%$ . Si l’étoile ciblée est plus

TABLEAU 1.1. Scénarios astrophysiques menant à un faux positif.

Type	Scénario	Cible	Contaminant	Note
EB	1.			Étoile brillante à proximité
	2.		-	Membre secondaire de petite taille
	3.		-	Éclipses rasantes
NEB	4.			Binaire éclipsante à proximité
BEB	5.			Binaire éclipsante indiscernable de la cible
	6.		-	Système hiérarchique éclipsant
NPC	7.			Transits planétaires à proximité

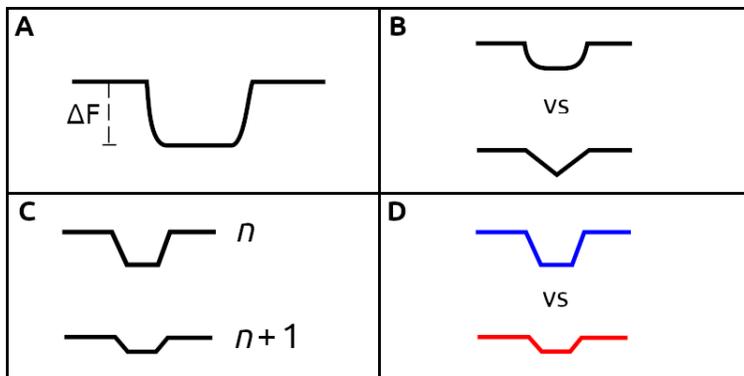
brillante de 10 en magnitude, la profondeur du signal induit est alors de 50 ppm, ce qui correspond environ à la limite absolue de détection de TESS pour des étoiles brillantes dans de multiples secteurs et pour une petite période orbitale. Les étoiles de la CTL ont une magnitude allant jusqu'à  $T \approx 13$ , c'est donc dire que des binaires éclipsantes responsables de fausses détections pourraient atteindre une magnitude aussi élevée que  $T \approx 23$ .

#### 1.4.3.2. Techniques de vérification

Toutes les étoiles qui montrent de potentiels transits dans leur courbe de lumière deviennent des objets d'intérêt de TESS (TOI, *TESS Object of Interest*). L'équipe TESS attribue un nombre entier pour chaque étoile TOI, puis deux nombres décimaux pour désigner l'objet transitant associé, selon le format suivant : TOI nnnn.dd. Par exemple, TOI 1238.01 et TOI 1238.02 correspondent à deux candidates exoplanètes distinctes autour de la même étoile TOI 1238. Afin de valider que ces objets sont bel et bien des exoplanètes, les sept scénarios astrophysiques du Tableau 1.1 doivent être définitivement écartés, ce qui demande normalement de nouvelles observations en photométrie, en spectroscopie et en imagerie.

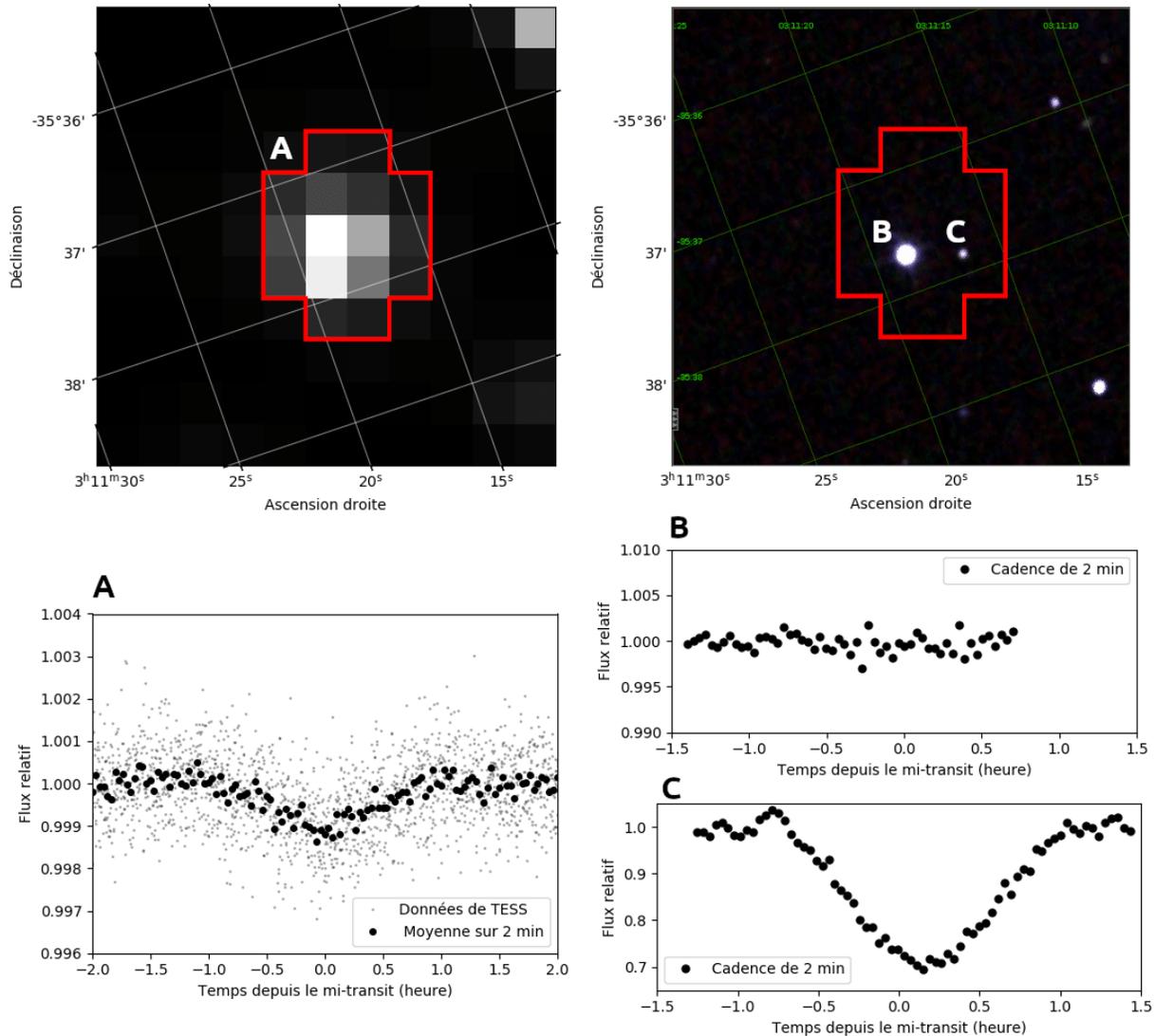
Tout d'abord, le suivi photométrique d'un TOI avec un télescope de plus grand diamètre et d'une caméra à meilleur échantillonnage temporel et spatial que celles retrouvées sur TESS permet dans la majorité des cas de distinguer le transit d'une exoplanète d'une éclipse d'étoile binaire. La Figure 1.14 illustre quatre moyens de faire cette distinction à partir d'une courbe de lumière de précision accrue. Premièrement, l'emploi d'ouvertures photométriques non contaminées permet de mesurer une profondeur du signal à partir du flux du TOI uniquement et donc d'en déduire un rayon pour l'objet transitant qui est plus près de la réalité. Au final, si ce rayon est supérieur à environ  $2.5 R_J$ , l'objet est très probablement de nature non planétaire (Figure 1.14, A). Deuxièmement, l'allure même du signal, s'il est en forme de «U» ou bien de «V», importe. Le transit a une forme en «U», puisqu'entre 2<sup>e</sup> et le 3<sup>e</sup> contact, le flux demeure relativement constant (Figure 1.4). À l'inverse, l'éclipse a souvent une forme en «V», car il est rare que le disque entier d'une des deux étoiles soit entièrement compris dans celui de l'autre (Figure 1.14, B). Troisièmement, si la profondeur varie en alternance, c'est-à-dire que les signaux pairs et impairs n'ont pas la même profondeur, c'est qu'il s'agit sans doute des éclipses primaires et secondaires d'une binaire éclipsante (Figure 1.14, C). Quatrièmement, une profondeur qui varie relativement beaucoup selon le filtre photométrique, par exemple

dans un filtre bleu en comparaison à un filtre rouge, est souvent le diagnostic d'une étoile binaire à éclipses. Effectivement, cela démontre généralement que l'objet transitant est lui-même lumineux et participe de façon importante au flux total  $F$ . Lorsque les membres de la binaire n'ont pas le même type spectral, ce flux total n'est pas égal selon le filtre. La baisse du flux relatif  $\Delta F/F$  mesurée lors des éclipses, définition de la profondeur, sera donc différente (Figure 1.14, D).



**Figure 1.14.** Moyens de distinguer un transit d'exoplanète d'une éclipse d'étoile binaire à l'aide de la photométrie. A : La profondeur du signal. B : La forme du signal. C : La différence de profondeur entre les signaux pairs ( $n$ ) et impairs ( $n+1$ ). D : La différence de profondeur selon le filtre photométrique. Figure inspirée de Conti (2018).

En guise d'exemple d'un suivi photométrique d'un TOI, la Figure 1.15 illustre le cas de TOI 408.01 situé dans le secteur 4 qui s'est avéré un faux positif de type NEB. Le côté gauche (A) montre une «vignette» de TOI 408.01 avec l'ouverture photométrique délimitée en rouge ainsi que la courbe de lumière repliée sur la période du signal détecté ( $P \approx 1.339$  jours). La profondeur du signal d'un peu plus de 0.1 % est cohérente avec le transit d'une exoplanète, bien que cette courbe de lumière semble à première vue légèrement en forme de «V». Au côté droit de cette figure, une image de cette région du ciel prise par 2MASS montre clairement que l'ouverture photométrique employée par TESS pour ce TOI (étoile indiquée en B) est contaminée par une étoile moins brillante (étoile indiquée en C). Une première observation avec le télescope LCO-CTIO au Chili a démontré qu'aucun signal n'émergeait véritablement de ce TOI (courbe de lumière B), alors qu'une seconde observation, cette fois avec le télescope LCO-SAAO en Afrique du Sud, a confirmé que la détection de TESS était causée par l'étoile contaminante, une binaire éclipsante de profondeur d'environ 30 % (courbe de lumière C).



**Figure 1.15.** Illustration du suivi photométrique de TOI 408.01. A : «Vignette» de TESS, ouverture photométrique de TESS (rouge) et courbe de lumière repliée sur la période du signal détecté par TESS ( $P = 1.339129$  jours). B : Étoile ciblée (TOI 408) dans une image de 2MASS et courbe de lumière par LCO-CTIO ne montrant aucun transit. C : Étoile contaminante dans une image de 2MASS présente dans l'ouverture photométrique de TESS (rouge) et courbe de lumière par LCO-SAAO montrant une éclipse en forme de «V». TOI 408.01 est donc un faux positif de type NEB

Par la suite, le suivi spectroscopique d'un TOI est important afin d'y déceler d'éventuels compagnons non résolus. L'observation de plusieurs spectres stellaires distincts (SB2, *Multi-lined Spectroscopic Binary*) dans la lumière provenant de ce TOI suggère un faux positif de type EB ou BEB. Par contre, même si un TOI affiche un seul spectre stellaire, la mesure des

variations en vitesse radiale peut révéler la présence d'un compagnon trop massif pour être une exoplanète (SB1, *Single-lined Spectroscopic Binary*).

Pour finir, le suivi en imagerie d'un TOI permet de directement visualiser de potentiels compagnons non résolus. Encore une fois, une ou plusieurs autres étoiles situées très près du TOI insinuent que les événements détectés par TESS sont plus souvent qu'autrement des faux positifs de type EB ou BEB.

#### 1.4.4. Programme d'observations de suivi

Dans le cadre de la mission TESS, Sullivan et al. (2015) prédisent un faux positif pour chaque exoplanète éventuellement confirmée avec la cadence de deux minutes, alors que c'est cinq faux positifs par exoplanète trouvée à partir des FFI. Ce grand nombre attendu de faux positifs a justifié la création du programme d'observations de suivi de TESS (TFOP, *TESS Follow-up Observing Program*) qui a l'objectif de coordonner les études additionnelles nécessaires à la vérification des TOI. À ces fins, la TFOP est divisée en cinq sous-groupes de travail :

- Sous-groupe 1 (SG1) : Photométrie à partir du sol afin d'identifier le plus de faux positifs possibles, en particulier de type NEB, et dans certains cas, améliorer la courbe de lumière, préciser la période et mesurer des TTV.
- Sous-groupe 2 (SG2) : Spectroscopie de reconnaissance afin de préciser la masse et le rayon des étoiles hôtes, identifier les faux positifs de type EB ou BEB, rejeter les étoiles hôtes à rotation rapide inaptés à la vélocimétrie précise.
- Sous-groupe 3 (SG3) : Imagerie à haute résolution spatiale avec système d'optique adaptative afin de détecter des objets non résolus près des TOI.
- Sous-groupe 4 (SG4) : Vélocimétrie de haute précision (quelques m/s) dans le but d'obtenir les paramètres orbitaux et la masse des exoplanètes.
- Sous-groupe 5 (SG5) : Photométrie spatiale avec des télescopes tels HST, MOST, CHEOPS et JWST pour améliorer la courbe de lumière, mesurer précisément les éphémérides (moments des transits et périodes orbitales) et rechercher des TTV.

Ce programme est ouvert à tous ceux et celles ayant accès à des instruments appropriés et qui désirent participer à cet effort. Au fur et à mesure que de nouvelles observations sont

réalisées par les membres de la TFOP, les chercheurs responsables des cinq sous-groupes de travail classifient les TOI selon leur niveau de vérification, allant du statut de simple candidate à celui d'exoplanète confirmée. La liste des principaux sigles de classification attribués aux TOI est affichée dans le Tableau 1.2.

#### 1.4.4.1. Bases de données de TESS

La base de données *Exoplanet Follow-up Observing Program for TESS* (ExoFOP, [exofop.ipac.caltech.edu/tess/](http://exofop.ipac.caltech.edu/tess/)) répertorie toutes les informations connues sur :

- Les étoiles de la TIC (ascension droite, déclinaison, magnitudes, rayon, masse, température effective, distance, etc.).
- Les candidates exoplanètes des TOI (période, moment du premier signal détecté, durée du signal, profondeur du signal, température d'équilibre, rayon estimé, etc.)
- Les observations de suivi effectuées par la TFOP (données, courbes de lumière, conclusions, etc.)

Les données photométriques de TESS sont disponibles sur les serveurs du *Mikulski Archive for Space Telescopes* (MAST, [mast.stsci.edu](http://mast.stsci.edu)). Ceci inclut les courbes de lumière des étoiles disponibles en cadence de deux minutes ainsi que les FFI de chaque secteur observé.

Le portail exo.MAST ([exo.mast.stsci.edu](http://exo.mast.stsci.edu)) donne quant à lui accès facilement aux plus récents rapports d'analyse des TOI produits par l'équipe TESS. Les valeurs des différents paramètres de transit inscrits sur ExoFOP proviennent d'ailleurs de ces documents. Il arrive parfois que ces rapports soient mis à jour, par exemple pour inclure dans l'analyse les données d'autres secteurs. Ces révisions émettent de nouvelles estimations, plus précises, pour ces paramètres, et il n'est pas garanti que ce soient ces dernières qui se retrouvent pour autant sur ExoFOP. C'est pourquoi il est préférable de se fier sur exo.MAST, particulièrement pour les TOI situés dans de multiples secteurs.

**Tableau 1.2.** Classification des TOI par la TFOP (tirée de Conti 2019)

Code	Nom	Description
P	<i>Confirmed Planet</i>	Une planète est confirmée avec une mesure de masse.
VP	<i>Validated Planet</i>	Une planète est validée statistiquement, mais sans mesure de masse.
KP	<i>Known Planet</i>	Une planète est déjà connue et confirmée.
VPC+	<i>Verified Achromatic Planet Candidate</i>	VPC et le suivi par SG1 confirme que la profondeur du transit ne varie pas selon le filtre photométrique.
VPC	<i>Verified Planet Candidate</i>	Le signal de TESS s'est produit sur le TOI lors du suivi par SG1.
VPC-	<i>Verified Planet Candidate</i>	VPC, mais l'ouverture photométrique employée lors du suivi par SG1 était contaminée par une ou plusieurs autres étoiles.
CPC	<i>Cleared Planet Candidate</i>	La profondeur du signal de TESS est trop petite pour être détectée à partir du sol, mais le suivi par SG1 rejette le statut de NEB pour toutes les étoiles à proximité.
PPC	<i>Promising Planet Candidate</i>	Le suivi par SG1 rejette le statut de NEB pour certaines étoiles à proximité.
PC	<i>Planet Candidate</i>	Une candidate exoplanète pour laquelle le TOI n'a aucune observation additionnelle ou aucune observation additionnelle concluante.
STPC	<i>Single Transit Planet Candidate</i>	PC venant de la détection d'un seul transit dans les données de TESS.
EB	<i>Eclipsing Binary</i>	Le signal de TESS est un faux positif, car le TOI est une binaire éclipseante.
NEB	<i>Nearby Eclipsing Binary</i>	Le signal de TESS est un faux positif causé par une binaire éclipseante à proximité.
PNEB	<i>Possible Nearby Eclipsing Binary</i>	Une NEB est possiblement détectée lors du suivi par SG1.
BEB	<i>Blended Eclipsing Binary</i>	Le signal de TESS est un faux positif causé par une binaire éclipseante non résolue.
NPC	<i>Nearby Planet Candidate</i>	Le signal de TESS est un faux positif causé par une exoplanète transitant une étoile à proximité.
SB1	<i>Single-lined Spectroscopic Binary</i>	Les variations en vitesse radiale du TOI mesurées par SG2 sont trop grandes pour que l'objet transitant soit de nature planétaire.
SB2	<i>Multi-lined Spectroscopic Binary</i>	Le spectre du TOI contient deux ou plusieurs composantes stellaires distinctes, ce qui suggère que le signal de TESS un faux positif de type EB ou BEB.
FA	<i>False Alarm</i>	Le signal de TESS est un faux positif causé par le bruit instrumental.



# Chapitre 2

---

## Observations d'objets d'intérêt de TESS avec la caméra PESTO de l'Observatoire du Mont-Mégantic

La problématique des nombreux faux positifs attendus de la mission TESS (sous-section 1.4.3) a motivé les travaux effectués dans le cadre de cette maîtrise. Étant membre du groupe SG1 de la TFOP (sous-section 1.4.4), le but premier de cette recherche était de participer au processus de vérification d'objets d'intérêt de TESS (TOI) par la récolte et l'analyse de données photométriques. Les installations employées à cette fin étaient ceux de l'Observatoire du Mont-Mégantic (OMM) et plus spécifiquement sa caméra Planètes Extra-Solaires en Transit et Occultation (PESTO) justement optimisée pour le suivi photométrique de transit. Au total, neuf TOI ont été observés et six parmi ceux-ci ont bel et bien montrés un transit, ce qui a complété, selon SG1, leur étape de vérification. Un objectif secondaire consistait ensuite à repérer si l'un ou plusieurs de ces TOI vérifiés nécessiteraient des études plus approfondies en vélocimétrie avec des instruments tels SPIRou (Donati et al., 2018) ou NIRPS (Wildi et al., 2017) ou bien en caractérisation atmosphérique avec le futur télescope spatial James Webb (JWST). Une attention particulière est mise sur la candidate exoplanète TOI 1452.01 parce que son rayon estimé est près de deux rayons terrestres, son étoile hôte est une naine rouge située près du pôle Nord de l'écliptique et sa température d'équilibre indique une présence en zone habitable, toutes des propriétés en phase avec les exigences scientifiques de la mission TESS (sous-section 1.4.2.2). La structure de ce chapitre est la suivante : la section 2.1 est consacrée à la prise des données, en passant de la brève description de l'OMM et de la caméra PESTO, jusqu'à la planification et la présentation des observations réalisées. Ensuite, tout ce qui concerne le traitement et l'analyse des données

brutes récoltées est exposé à la section 2.2, alors que la section 2.3 présente les résultats clés de ce mémoire. Enfin, la section 2.4 est une discussion, à la lumière de ces résultats, de l'intérêt scientifique des TOI étudiés et du seuil empirique de détection de PESTO.

## 2.1. Prise de données

### 2.1.1. Observatoire du Mont-Mégantic

L'OMM se trouve au sommet du mont Mégantic dans la région de l'Estrie au Québec. À une altitude d'un peu plus de 1100 m, l'observatoire est muni d'un télescope de type Ritchey-Chrétien dont le miroir primaire fait 1.6 m de diamètre. Le choix de l'OMM pour la prise de données était idéal pour atteindre les objectifs de cette recherche d'une part parce que son télescope possède un diamètre parmi les plus grands de tous ceux employés par les membres de SG1 et d'autre part parce qu'il est muni d'une caméra optimisée pour le suivi photométrique ainsi que la chronométrie de transit d'exoplanètes en PESTO (sous-section 2.1.2).

#### 2.1.1.1. Modes d'observations

Le temps d'observation à l'OMM est partagé en deux modes : le mode régulier et le mode queue. Le mode régulier permet des missions d'observation réparties sur plusieurs nuits, voire une semaine, et demande la présence sur place du chercheur principal d'un projet. Le mode queue est quant à lui réservé pour des petits projets ou bien des suivis avec des visites courtes pouvant s'étaler sur plusieurs mois. Lors d'une nuit en mode queue, les observations se succèdent selon un plan préétabli à partir d'une banque d'objets (la queue). Ce plan est souvent appelé à changer, parfois au courant d'une même nuit, car celui-ci doit optimiser le nombre d'objets observés en considérant entre autres leur priorité, leur position sur le ciel, la météo et la configuration instrumentale actuelle (instrument et filtre photométrique). Une importante contrainte temporelle s'ajoute lors de l'observation de TOI, car ceux-ci ne doivent être observés que lorsqu'un signal de transit est attendu. De plus, des résultats de SG1 sont communiqués quasi quotidiennement et leur conclusion demandait parfois d'abandonner l'observation prévue d'un TOI à l'OMM, par exemple lorsqu'une cible

était désormais considérée un faux positif. Le mode queue a été préféré pour cette recherche en grande partie parce qu'il permettait d'ajouter ou d'enlever à tout moment des TOI de la queue, ce qui a maximisé la quantité de TOI observé, mais aussi évité de passer du temps sur des cibles déjà vérifiées par SG1.

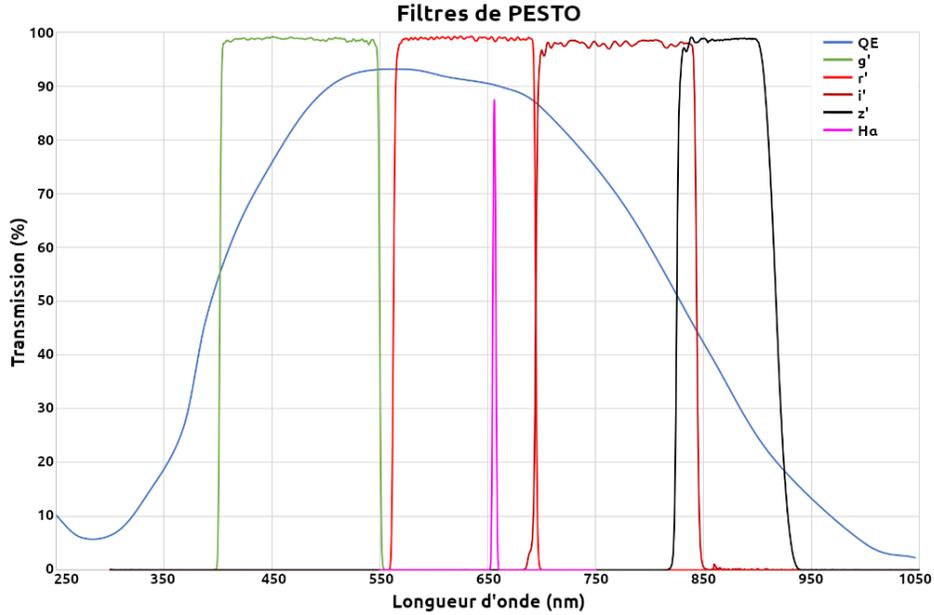
### 2.1.2. Caméra PESTO

Développée par François-René Lachapelle lors de ses études doctorales sous la supervision de David Lafrenière de l'Université de Montréal, la caméra PESTO est entrée en fonction à l'OMM en 2017 avec l'objectif de disposer d'une précision photométrique et chronométrique adéquate à la mesure de TTV et de TDV (sous-section 1.2.5).

#### 2.1.2.1. Spécifications techniques

La caméra PESTO est constituée d'un dispositif à transfert de charges à multiplication d'électrons (EMCCD) sensible dans le visible. La technologie EMCCD permet des observations en mode conventionnel, dans lequel la caméra agit tel un CCD standard, ainsi qu'en mode à multiplication d'électrons, qui est réservé aux conditions à faible intensité lumineuse et permet d'accroître le signal en multipliant les photoélectrons captés. Comme les cibles de ce projet sont relativement brillantes, la prise des données avec PESTO s'est entièrement conduite en mode conventionnel. La résolution de PESTO est de  $1024 \text{ px} \times 1024 \text{ px}$  et le champ de vue sur le ciel est de  $7.95' \times 7.95'$ , ce qui résulte en un échantillonnage de  $0.466''/\text{px}$ .

PESTO est munie d'une roue à filtres à six configurations. La configuration *open* est sans filtre photométrique, c'est-à-dire que la sensibilité spectrale équivaut à l'efficacité quantique (QE) du détecteur EMCCD. Quatre configurations emploient les filtres photométriques standards du *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), soit le  $g'$ ,  $r'$ ,  $i'$  et  $z'$ , alors que la dernière configuration est un filtre à bande étroite autour de la raie spectrale  $H\alpha$ . Lorsqu'un filtre est en place, la sensibilité spectrale est équivalente au produit de la courbe de QE avec celle de la transmission du filtre. Ces différentes courbes sont présentées à la Figure 2.1.



**Figure 2.1.** Efficacité quantique (QE) du détecteur EMCCD de PESTO et courbes de transmission des filtres photométriques disponibles. Figure tirée de Beaulieu et al. (2019).

Grâce à une intégration du *Global Positioning System* (GPS), le moment de la prise d'images par PESTO est connu à la milliseconde près. Également, PESTO bénéficie pratiquement d'aucun temps mort entre les images, ce qui permet d'atteindre un taux d'échantillonnage de plusieurs dizaines d'images par seconde si nécessaire. Dans le mode d'observation conventionnel adopté et en se basant sur le certificat de conformité du constructeur (avril 2018), le gain est de  $5.259 \text{ e}^-/\text{ADU}$ , le bruit thermique résultant de l'émission du courant sombre est négligeable ( $< 1 \times 10^{-3} \text{ e}^-/\text{px/s}$ ), car le CCD est refroidi à  $\sim -85 \text{ }^\circ\text{C}$ , le bruit de lecture est de  $13.25 \text{ e}^-/\text{px}$  et la saturation des pixels est de  $81\,232 \text{ e}^-$ . Afin de maximiser le signal d'une cible, le temps d'exposition de PESTO doit également être maximisé, sans toutefois atteindre cette saturation.

#### 2.1.2.2. Calculateur de temps d'exposition

Dans le but d'estimer le temps d'exposition optimal pour une cible donnée, le calculateur de temps d'exposition (ETC) de PESTO développé par François-René Lachapelle a été utilisé. Le temps d'exposition requis dépend fortement de la magnitude d'une cible dans le

filtre photométrique choisi, mais aussi de sa position sur le ciel (masse d'air), du *seeing* photométrique (largeur à mi-hauteur de la fonction d'étalement du point) et de la température de l'instrument.

Lors de l'observation d'un transit, qui peut durer plusieurs heures, le changement de *seeing* est souvent imprévisible (taux d'humidité, température extérieure, vent, nuage, etc.). Il est donc important de se laisser une certaine marge de manœuvre, c'est-à-dire de ne pas trop s'approcher de la saturation. Par exemple, si le *seeing* passe de mauvais à bon entre le début et la fin d'une séquence d'observations, la saturation pourrait être atteinte sur quelques pixels si le temps d'exposition était initialement choisi trop grand. Dans le cas de la masse d'air, son changement est prévisible. Il faut donc sélectionner un temps d'exposition légèrement plus petit si la masse d'air diminue durant la séquence et légèrement plus grand dans le cas contraire.

L'ETC de PESTO, en guise d'exemples, estime à  $\sim 1$  sec le temps d'exposition  $t_{\text{exp}}$  optimal d'une cible de magnitude 9 dans le filtre  $i'$ , positionnée à une masse d'air de 1.5, montrant un *seeing* de  $2''$  et lorsque la température instrumentale est de  $-85$  °C. Pour une cible de magnitude 15 toujours en  $i'$  et pour les mêmes conditions, ce temps d'exposition optimal est plutôt de  $\sim 6$  min. Toutefois, un temps de pose supérieur à la cadence de TESS (2 min) ayant permis la détection du signal peut poser problème, car cela pourrait empêcher de bien saisir les moments du début et de la fin du transit. Pour cette raison, un plafond de 30 secondes de temps d'exposition fut imposé dans le cadre de cette recherche. Au besoin, il demeurerait toujours possible de dégrader la résolution temporelle en combinant plusieurs points de données afin d'en faire ressortir un meilleur signal.

### **2.1.3. Planification des observations**

#### 2.1.3.1. Horaires des transits

Un outil web destiné au suivi photométrique des TOI est exclusivement distribué aux membres de SG1 : le *TESS Transit Finder* (TTF). En spécifiant l'observatoire ainsi qu'un intervalle de dates désirées, cet outil détermine les prochains événements de transit prévus et observables. Pour chacun des événements en liste, l'outil TTF procure toutes les informations

essentielles à la planification d’une observation telles que les moments prévus du début–milieu–fin du transit (et leur incertitude), la profondeur attendue du transit, la phase de la Lune et sa séparation en degrés avec le TOI, une suggestion de séquence d’observations (quand débuter et quand finir), la masse d’air et son changement durant cette séquence, la priorité attribuée au TOI, puis finalement des notes résumant les conclusions des précédentes observations et l’objectif de la prochaine (e.g. exclure tout NEB à moins de 2.5’ du TOI, atteindre une certaine précision, utiliser un filtre photométrique en particulier, etc.). La Figure 2.2 montre en exemple une capture d’écran de la TTF réglée pour l’OMM, détaillant le transit de TOI 855.01 dans la nuit du 25 au 26 août 2019.

Search:  Show if visible transit % + baseline % >  V<sub>max</sub>:  Observatoire du Mont-Megantic 1.6m

Local evening date	Name	V mag	Start–Mid–End	Duration	BJD <sub>TDB</sub> start–mid–end	Elev. at start, mid, end	% of transit (baseline) observable, Suggested obs. start, end	HA at start, mid, end	RA & Dec (J2000)	Period (days)	Priority	Comments
Sun. 2019-08-25	Nautical twilight	2019-08-25 20:44 – 2019-08-26 04:49	local time / 2019-08-26 00:44 – 2019-08-26 08:49	UTC								
Sun. 2019-08-25 (local date) Nautical twilight 00:44 – 08:49 (UTC)	<a href="#">TIC 269558487.01</a> (TOI 855.01) <a href="#">Add to TOC</a> Finding charts: <a href="#">Annotated SkyMap</a> : <a href="#">Info: ExoFOP Simbad</a> , <a href="#">Gaia, TIC, VSX, All apertures</a> , <a href="#">Vizier phot.</a> : <a href="#">Airmass</a> , <a href="#">ACP plan</a>	11.183	03:31 05:33–06:08 –06:44 08:46 ±2:02	1:11	8721.731 8721.756 8721.781	19° 36°, 39°, 41° 40°	 100% (70%) 04:45–08:46	-4.0 -2.0, -1.4, -0.8 +1.3	01:02:10.31 -02:08:40.4	1.83	3 <small>(Note planned obs)</small>	intermediate-size planet candidate; Check field within 2.5' for NEBs using a red (rp, R, ip, l, z) filter.

**Figure 2.2.** Capture d’écran de la *TESS Transit Finder*, un outil de planification d’observations de TOI exclusif aux membres de SG1.

### 2.1.3.2. Critères de sélection des cibles

L’effort scientifique de SG1 est de vérifier tous les TOI sans distinction. Cette présente recherche privilégiait alors, en suivant cette même veine, la quantité de TOI à observer. En raison de la météo qui limite le nombre de nuits d’observation à l’OMM, un maximum d’événements étaient inscrits sur les horaires de transits, sachant que tous ne pourraient être observés.

Lors de la première année de TESS (juillet 2018 – juin 2019), seuls les secteurs 3 à 9 incluaient une région du ciel à déclinaison positive. L’OMM se situant à la latitude 45° 27’ 21’’ N, le bassin de TOI possiblement observables était par conséquent limité. Ce n’est qu’à partir de septembre 2019 que les premiers TOI de l’hémisphère nord (en coordonnées

écliptiques) se sont fait connaître et depuis, le nombre de TOI dont le suivi est faisable depuis l’OMM a considérablement augmenté. En conséquence, lorsque plusieurs événements de transit étaient prévus au cours d’une même nuit, il fallait déterminer quelle cible avait priorité.

Certains critères ont donc été mis en place afin de prioriser une cible au lieu d’une autre. Par exemple, il était préférable d’observer un «transit» complet versus un partiel, qui n’inclut que la baisse ou que l’accroissement du flux. Aussi, afin de maintenir une meilleure précision photométrique, les cibles situées sous 2 masses d’air durant l’intégralité d’une séquence d’observations avaient préséance. La capacité de PESTO à détecter un transit peu profond était initialement inconnue et c’est pourquoi la profondeur des signaux des TOI sélectionnés, telle que mesurée par TESS, devait si possible être au-dessus d’une partie par millier (1 ppt = 0.1%), soit un niveau que PESTO peut assurément détecter. Pour continuer, les cibles naines rouges étaient également privilégiées, particulièrement celles dont la candidate exoplanète disposait d’un rayon estimé inférieur à  $2.5 R_{\oplus}$ . Un outil interactif en ligne (iExoView) a d’ailleurs été développé durant cette maîtrise pour faciliter ce processus de sélection. Cet outil permet de classer, de filtrer et de repérer des TOI selon des conditions entrées par l’utilisateur. Plus de détails, y compris ses utilités hors du cadre de cette recherche, sont décrits en annexe A.

#### 2.1.4. Journal des observations et description des cibles

Toutes les observations de TOI réalisées durant cette maîtrise sont rapportées dans le Tableau 2.1, qui est un journal datant chacune des visites et leur durée, en plus de la position sur le ciel des cibles, leur magnitude dans le filtre photométrique  $i'$  utilisé, le temps d’exposition  $t_{\text{exp}}$  employé ainsi que le nombre d’images récoltées. Les propriétés physiques des étoiles hôtes, soit la masse  $M_*$ , le rayon  $R_*$ , la température effective  $T_{\text{eff}}$ , leur type spectral (SpT), de même que leurs magnitudes  $V$  et  $H$ , sont montrés dans le Tableau 2.2. Les paramètres de transit des candidates exoplanètes à l’étude, soit  $t_{c,0}$  (moment de la conjonction inférieure du premier transit détecté), la période orbitale  $P$ , le temps total  $t_T$  et la profondeur  $\delta$ , en plus des paramètres planétaires du rayon  $R_p$  et de la température d’équilibre  $T_{\text{eq}}$ , tous estimés par l’équipe TESS, sont plutôt donnés dans le Tableau 2.3.

TABLEAU 2.1. Journal des observations d’objet d’intérêt de TESS avec PESTO

TOI	Date (UTC)	RA (J2000)	Dec (J2000)	$i'$ <sup>1</sup>	$t_{\text{exp}}$ (s)	# de poses	Durée (min)
291.01	2019-08-02	23 <sup>h</sup> 28 <sup>m</sup> 39.4 <sup>s</sup>	-10°51'34.5''	14.12	30	429	216
291.01	2019-08-14	23 <sup>h</sup> 28 <sup>m</sup> 39.4 <sup>s</sup>	-10°51'34.5''	14.12	30	285	205
855.01	2019-08-26	01 <sup>h</sup> 02 <sup>m</sup> 10.3 <sup>s</sup>	-02°08'40.3''	11.31	10	1518	253
556.01	2019-09-22	03 <sup>h</sup> 48 <sup>m</sup> 54.1 <sup>s</sup>	+13°29'00.7''	11.58	12	1599	320
1189.01	2019-10-06	19 <sup>h</sup> 28 <sup>m</sup> 53.6 <sup>s</sup>	+24°12'05.0''	10.04	4	2830	189
1442.01	2020-02-09	19 <sup>h</sup> 09 <sup>m</sup> 09.8 <sup>s</sup>	+74°10'20.2''	13.35	30	355	136
1452.01	2020-02-22	19 <sup>h</sup> 20 <sup>m</sup> 41.7 <sup>s</sup>	+73°11'43.5''	12.87	30	415	207
1760.01	2020-02-22	19 <sup>h</sup> 20 <sup>m</sup> 41.7 <sup>s</sup>	+73°11'46.8''	13.15	30	415	207
1685.01	2020-03-08	04 <sup>h</sup> 34 <sup>m</sup> 22.5 <sup>s</sup>	+43°02'14.7''	11.55	15	724	187
1238.01	2020-03-16	13 <sup>h</sup> 25 <sup>m</sup> 31.8 <sup>s</sup>	+68°50'10.6''	11.48	10	1665	289

Note. — (1) La magnitude en  $i'$  provient d’ExoFOP lorsque disponible. Sinon, sa valeur est tirée de l’outil VizieR Photometry viewer ([vizier.unistra.fr/vizier/sed/](http://vizier.unistra.fr/vizier/sed/)).

TABLEAU 2.2. Paramètres stellaires et photométriques des cibles suivies (tirés d’ExoFOP)

TOI	$M_*$ ( $M_{\odot}$ )	$R_*$ ( $R_{\odot}$ )	$T_{\text{eff}}$ (K)	SpT <sup>1</sup>	$V$	$H$
291	$1.08 \pm 0.14$	$1.34 \pm 0.07$	$5920 \pm 126$	F9V–G2V	$12.94 \pm 0.08$	$11.42 \pm 0.03$
855	$1.41 \pm 0.23$	$1.22 \pm 0.05$	$6671 \pm 115$	F3–5V	$11.18 \pm 0.01$	$9.86 \pm 0.02$
556	$0.84 \pm 0.10$	$0.75 \pm 0.07$	$5056 \pm 106$	K1–K2.5V	$12.18 \pm 0.11$	$10.00 \pm 0.02$
1189	-	$2.17 \pm 0.37$	$5287 \pm 447$	G3V–K3V	$10.42 \pm 0.03$	$8.44 \pm 0.02$
1442	$0.29 \pm 0.02$	$0.309 \pm 0.009$	$3328 \pm 157$	M2.5–4V	$15.4 \pm 0.2$	$10.33 \pm 0.02$
1452	$0.25 \pm 0.02$	$0.275 \pm 0.009$	$3248 \pm 157$	M3–4.5V	$14.35 \pm 0.12$	$10.03 \pm 0.06$
1760	$0.23 \pm 0.02$	$0.255 \pm 0.008$	$3212 \pm 157$	M3–5V	$14.0 \pm 0.2$	$10.26 \pm 0.03$
1685	$0.46 \pm 0.02$	$0.46 \pm 0.01$	$3457 \pm 157$	M1.5–3.5V	$13.38 \pm 0.03$	$9.01 \pm 0.02$
1238	$0.61 \pm 0.02$	$0.62 \pm 0.02$	$3853 \pm 157$	K8V–M1V	$12.80 \pm 0.05$	$9.35 \pm 0.02$

Note. — (1) Estimation du type spectral à partir de  $T_{\text{eff}}$  et du Tableau 5 de Pecaut et Mamajek (2013).

TABLEAU 2.3. Paramètres de transit et planétaires mesurés par l’équipe TESS des candidates exoplanètes suivies (colligés d’ExoFOP et d’exo.MAST)

TOI	$t_{c,0}$ (BJD - 2458000)	$P$ (jours)	$t_T$ (h)	$\delta$ (ppt)	$R_p$ ( $R_\oplus$ )	$T_{eq}$ (K)
291.01	$359.62204 \pm 0.00326$	$12.07397 \pm 0.00381$	$3.63 \pm 0.29$	$5.600 \pm 2.105$	$20.52 \pm 6.84$	1144
855.01	$384.92578 \pm 0.00318$	$1.83060 \pm 0.00046$	$1.19 \pm 0.24$	$1.110 \pm 0.004$	$4.22 \pm 0.33$	1403
556.01	$439.07593 \pm 0.00574$	$2.29419 \pm 0.00094$	$2.75 \pm 0.65$	$0.697 \pm 0.094$	$1.96 \pm 1.29$	1065
1189.01	$687.21076 \pm 0.00294$	$3.96765 \pm 0.00110$	$0.94 \pm 0.24$	$1.860 \pm 0.019$	$10.76 \pm 2.12$	665
1442.01	$683.45032 \pm 0.00029$	$0.40908 \pm 0.00001$	$0.56 \pm 0.14$	$1.514 \pm 0.089$	$1.22 \pm 0.70$	967
1452.01	$691.53411 \pm 0.00201$	$11.06197 \pm 0.00016$	$1.63 \pm 0.33$	$3.390 \pm 0.256$	$1.63 \pm 0.34$	304
1760.01	$691.53520 \pm 0.00205$	$11.06188 \pm 0.00016$	$1.65 \pm 0.32$	$4.071 \pm 0.300$	$1.63 \pm 0.50$	294
1685.01	$816.22502 \pm 0.00150$	$0.66917 \pm 0.00007$	$0.91 \pm 0.52$	$0.998 \pm 0.122$	$1.47 \pm 2.62$	965
1238.01	$684.29062 \pm 0.00147$	$3.29469 \pm 0.00003$	$1.93 \pm 0.14$	$1.412 \pm 0.074$	$2.73 \pm 0.17$	701

## 2.2. Traitement et analyse des données

Les données acquises à la suite d’une séquence d’observations d’un TOI étaient une série d’images brutes centrées sur l’étoile ciblée dans le filtre photométrique et au temps d’exposition demandé<sup>1</sup> en plus d’une série d’images de type plage uniforme (*flat*). Les données brutes provenant d’une caméra CCD doivent être corrigées, généralement pour trois différentes raisons, avant de débiter toute analyse.

### 2.2.1. Correction des données brutes

Tout d’abord, afin d’éviter un comptage négatif de photoélectrons, un CCD affiche sur chaque pixel un biais (ou un décalage). Pour PESTO, le biais est de 300 ADU par pixel et devait donc être soustrait de chacune des images brutes. Lorsque cette valeur plancher est inconnue, celle-ci s’estime en prenant la moyenne sur chaque pixel d’un ensemble d’images de temps d’exposition nul (images de type biais).

Une seconde correction peut être nécessaire lorsque le courant sombre produit un important bruit thermique. Parce que l’EMCCD de PESTO était refroidi à  $\sim -85$  °C, ce qui

<sup>1</sup> Dans certains cas, les techniciens opérant le télescope ont légèrement modifié le temps d’exposition suggéré afin d’éviter la saturation.

rendait négligeable cette source de bruit, cette correction ne fut pas essentielle. Quoi qu'il en soit, le bruit thermique se jauge en prenant des images de type sombre (*dark*), c'est-à-dire dépourvues de toute source lumineuse, avec le même temps d'exposition que celui des images à corriger et en prenant soin d'y retirer le biais. Le bruit thermique est par la suite amoindri en soustrayant de chacune des images scientifiques la moyenne ou la médiane sur chaque pixel de ces images sombres.

Finalement, une dernière correction est indispensable afin de compenser la différence de la sensibilité de pixel en pixel, de l'ordre du pour cent pour PESTO. Ces écarts sont estimables à l'aide d'images de type plage uniforme, c'est-à-dire d'une source illuminant uniformément le CCD. À l'OMM, ceci est accompli en pointant le télescope sur un écran illuminé par des lampes et chacune des séquences d'observations avec PESTO est accompagnée d'une prise de 22 plages uniformes dans le même filtre photométrique. En prenant la médiane sur chaque pixel de ces plages uniformes<sup>2</sup>, puis en normalisant afin que l'unité représente les pixels qui nécessitent ni compensation ni pénalité, une plage uniforme dite «maître» est alors générée. Il suffit ensuite de diviser les images scientifiques, déjà corrigées pour le biais et pour le bruit thermique (si nécessaire), par cette plage uniforme «maître» en vue de conclure cette étape de prétraitement des données.

### 2.2.2. Extraction des courbes de lumière

Le processus de vérification d'un TOI demande d'extraire de chacune des images de PESTO l'information de la brillance de la cible et des étoiles à proximité pour ainsi générer leur courbe de lumière respective. Ce n'est toutefois pas leur brillance en unité physique qui est importante, mais plutôt les variations de leur brillance, ce qui est la base de la photométrie d'ouverture différentielle. Lors de cette recherche, le logiciel AstroImageJ (sous-section 2.2.2.2) a été employé d'abord pour le prétraitement des données brutes, mais aussi pour effectuer cette étape cruciale de photométrie d'ouverture différentielle.

#### 2.2.2.1. Photométrie d'ouverture différentielle

La photométrie, en astronomie, est la mesure de la quantité de lumière perçue d'un objet sur le ciel. À partir d'images numériques d'un CCD, cette mesure s'effectue en additionnant

---

<sup>2</sup> Il importe d'également corriger ces plages uniformes pour le biais et pour le bruit thermique.

le nombre de photoélectrons collectés des pixels sur lesquels se trouve l'objet (l'ouverture) tout en soustrayant la brillance intrinsèque associée au ciel. Il est de plus nécessaire de calibrer cette mesure avec celle d'un objet de référence de magnitude connue.

Souvent, afin de faciliter ce type de mesure pour une étoile, la fonction d'étalement du point (PSF) est considérée symétrique, ce qui veut dire que le signal de l'étoile est entièrement compris dans un disque sur les images récoltées. Il suffit alors de compter les photoélectrons se trouvant dans ce disque (ouverture circulaire) centré sur la cible et défini par un rayon d'ouverture, puis d'y soustraire le signal du ciel, estimé d'un anneau de rayon interne et de rayon externe autour de la cible.

Toutefois, d'une image à l'autre, la photométrie obtenue de cette façon dépend fortement de la présence de nuages, des perturbations atmosphériques, de la masse d'air, etc., tous des facteurs pouvant évoluer au cours d'une séquence d'observations d'un TOI, qui dure généralement plus d'une heure. La problématique est la suivante : ces différents facteurs induisent des variations de la brillance beaucoup plus importantes que la grandeur du signal de transit recherchée.

C'est alors que la photométrie d'ouverture différentielle permet de réduire de manière suffisante ces variations causées par la météo et l'atmosphère en comparant le flux d'une cible avec celui de plusieurs autres étoiles dites de comparaison, elles-mêmes affectées. Ces étoiles de comparaison sont préférablement très peu variables et de magnitude et type spectral semblables à celui de la cible afin de modéliser le mieux possible l'impact de ces changements externes sur la quantité de photons recueillis. La correction s'effectue en divisant le flux de la cible par celui de la somme des flux des étoiles de comparaison. Le flux relatif  $f_{T_j}$  d'une cible  $T_j$  est donc donné par :

$$f_{T_j} = \frac{F_{T_j}}{\sum_{i=1}^n F_{C_i}} \quad (2.1)$$

où  $n$  est le nombre d'étoiles de comparaison,  $F_{T_j}$  et  $F_{C_i}$  sont respectivement les flux nets (étoile - ciel) de la cible  $T_j$  et de l'étoile de comparaison  $C_i$ .

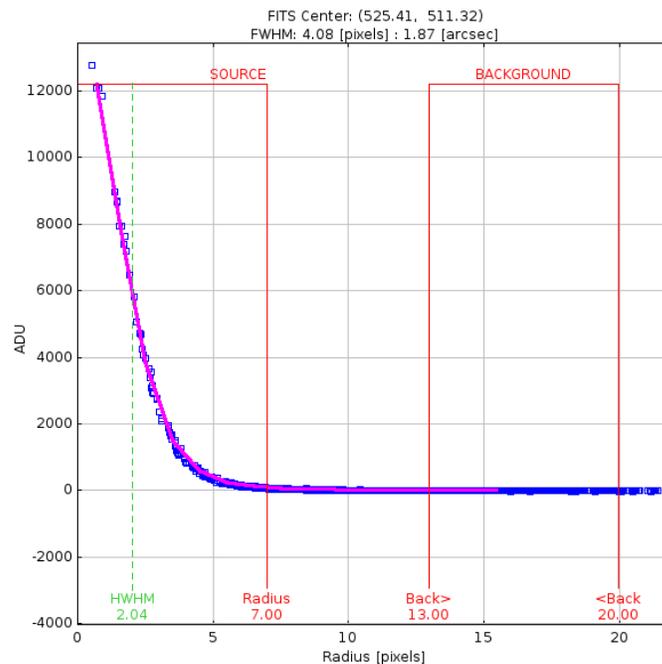
Le flux relatif  $f_{C_j}$  d'une étoile de comparaison  $C_j$  s'obtient de façon comparable, mais il faut exclure sa contribution de la somme au dénominateur :

$$f_{C_j} = \frac{F_{C_j}}{\sum_{i=1}^{n(i \neq j)} F_{C_i}} \quad (2.2)$$

Il est utile de vérifier avec cette expression 2.2 que le flux relatif de chacune des étoiles de comparaison est exempt de toute modulation d'importance.

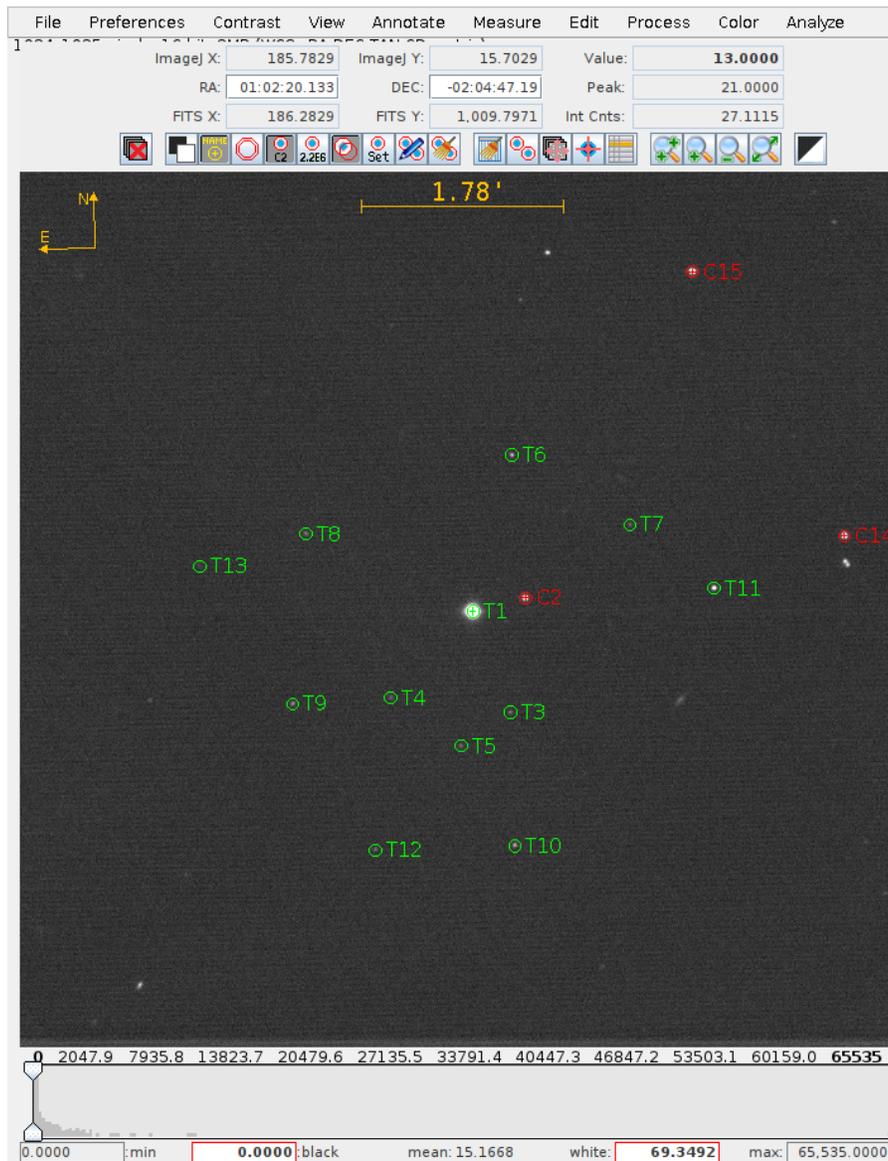
### 2.2.2.2. Logiciel AstroImageJ

AstroImageJ (AIJ, Collins et al. 2017) est un logiciel public d'affichage et de calibration d'images en astronomie (similaire à SAOImage DS9) offrant de surcroît de multiples outils de traitement de données. D'abord et avant tout, AIJ est optimisé pour effectuer de la photométrie d'ouverture différentielle, tracer en graphique des courbes de lumière ainsi qu'ajuster des modèles de transit sur celles-ci. Son usage est largement répandu parmi les membres de SG1 parce qu'AIJ possède toutes les fonctionnalités requises pour mener à bout le processus de vérification d'un TOI, dont le prétraitement des données brutes (sous-section 2.2.1) et, si nécessaire, la calibration astrométrique. De plus, AIJ offre un pratique outil de conversion d'unités de temps, du jour julien (JD), tiré à partir des métadonnées des images, vers le jour julien barycentrique (BJD). Une autre fonction, celle de produire en un clic le profil radial d'une étoile, est présentée à la Figure 2.3. AIJ suggère également à partir de ces profils des valeurs pour le rayon d'ouverture ainsi que pour les rayons internes et externes de l'anneau pour estimer le signal du ciel.



**Figure 2.3.** Profil radial produit par AstroImageJ de l'étoile TOI 855 sur une image de PESTO.

La Figure 2.4 montre quant à elle l'interface graphique d'AIJ durant l'étape de photométrie d'ouverture différentielle pour une image de PESTO. Il s'agit du champ autour de TOI 855 dont les étoiles ciblées (ouvertures vertes) et de comparaison (ouvertures rouges) ont été sélectionnées en un simple clic. Le programme calcule ensuite les flux relatifs pour chacune de ces étoiles avec les équations 2.1 et 2.2, et ce, pour l'entièreté de la série d'images. Même lorsque cette étape est complétée, l'utilisateur est libre de modifier sa sélection d'étoiles de comparaison sans devoir tout recommencer.



**Figure 2.4.** Interface graphique d'AstroImageJ et ouvertures photométriques choisies pour les étoiles ciblées (verts) et de comparaison (rouges) sur une image de PESTO du champ autour de TOI 855 (T1).

AIJ calcule les incertitudes photométriques à partir de l'expression de Merline et Howell (1995) :

$$\delta F_* = \frac{\sqrt{GF_* + n_{\text{pix}} \left(1 + \frac{n_{\text{pix}}}{n_b}\right) (GF_S + F_D + F_R^2 + G^2 \sigma_f^2)}}{G} \quad (2.3)$$

où  $\delta F_*$  est l'incertitude totale sur le flux net  $F_*$  d'une cible en ADU,  $G$  est le gain de PESTO (5.259 e<sup>-</sup>/ADU),  $n_{\text{pix}}$  est le nombre de pixels dans l'ouverture,  $n_b$  est le nombre de pixels dans l'anneau pour estimer le ciel,  $F_S$  est le signal du ciel en ADU/px,  $F_D$  est le courant sombre de PESTO à -85°C ( $t_{\text{exp}} \cdot 0.000222$  e<sup>-</sup>/px/s),  $F_R$  est le bruit de lecture de PESTO (13.25 e<sup>-</sup>/px) et  $\sigma_f$  est l'écart-type de la fraction du signal perdue lors de la numérisation (0.289 ADU/px).

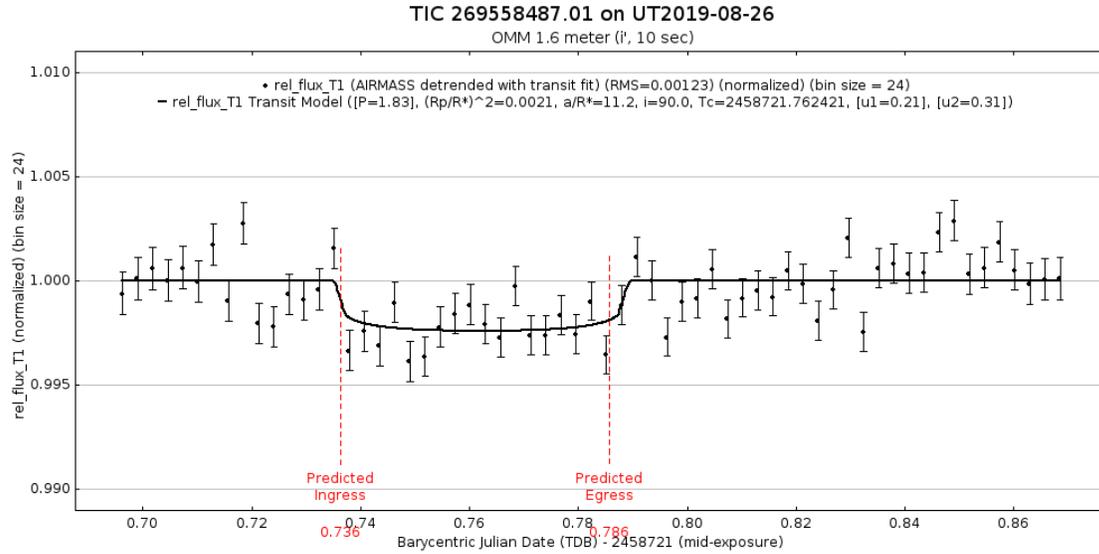
La propagation de ces incertitudes pour le flux net d'une cible vers les incertitudes de son flux relatif normalisé est automatiquement accomplie par AIJ.

La Figure 2.5 est un exemple de graphique produit par AIJ, montrant la courbe de lumière de TOI 855 corrigée pour le changement de masse d'air ainsi qu'un modèle de transit ajusté. C'est qu'AIJ permet en effet de retirer aux courbes de lumière des tendances propres à un paramètre (temps, masse d'air, position de l'étoile sur l'image, etc.), tel est le cas dans cet exemple, en incluant une contribution linéaire (coefficient  $\times$  paramètre à corriger) au modèle de transit. Le modèle conjoint ajusté est celui qui minimise le chi carré, tel que défini par :

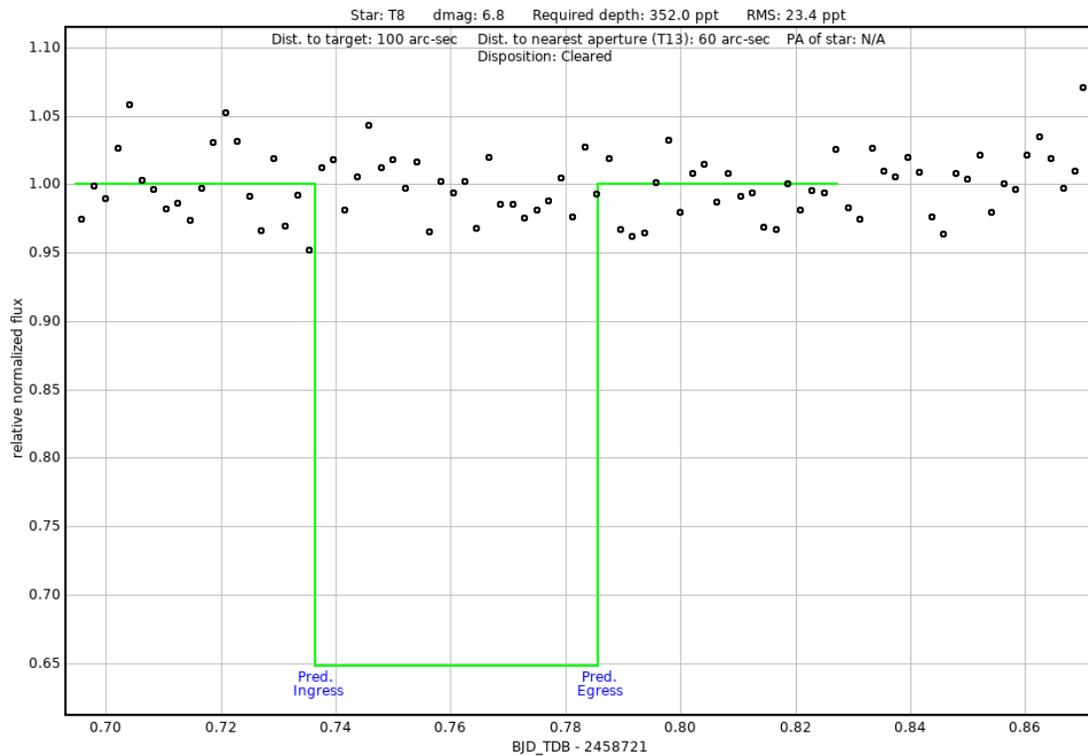
$$\chi^2 \equiv \sum_{i=1}^n \frac{(O_i - (\sum_{k=1}^m c_k D_{k_i}) - E_i)^2}{\sigma_i^2} \quad (2.4)$$

où  $n$  est le nombre de données dans la courbe de lumière,  $i$  est l'indice de la donnée,  $O_i$  est le flux relatif normalisé observé de la cible,  $E_i$  est le flux relatif normalisé attendu de la cible selon un modèle de transit,  $\sigma_i$  est l'erreur sur le flux relatif normalisé,  $m$  est le nombre de paramètres à y retirer une tendance linéaire,  $k$  est l'indice du paramètre en question et  $c_k$  est le coefficient ajustable du paramètre  $D_k$ .

Finalement, AIJ inclut un test statistique dont le but est de détecter la présence d'une NEB parmi les étoiles à proximité d'un TOI (SG1 demande un repérage de toutes les sources Gaia dans un rayon de 2.5'). En première étape, AIJ estime la profondeur d'éclipse requise d'une étoile pour qu'elle soit vraisemblablement la source de la détection de TESS. Cette



**Figure 2.5.** Courbe de lumière de TOI 855 produite par AstroImageJ et ajustement par ce même logiciel d'un modèle de transit.



**Figure 2.6.** Outil de recherche de NEB d'AstroImageJ et courbe de lumière de la cible T8 de la Figure 2.4. Cette cible est définitivement écartée comme NEB, car la dispersion (écart-type) de sa courbe de lumière n'est pas comparable à la profondeur requise d'une éclipse, si cette cible était réellement la source du signal détecté par TESS.

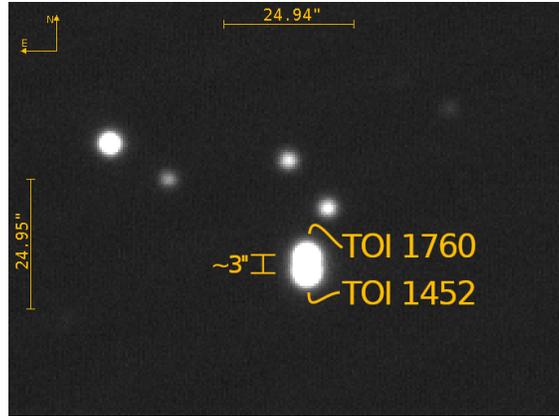
profondeur d'éclipse est calculée avec l'équation 1.13 selon la différence de magnitude entre l'étoile et le TOI et selon la profondeur prévue du transit. L'examen statistique prend ensuite en considération la dispersion (écart-type) des points de données de la courbe de lumière de cette étoile. Un scénario de NEB est définitivement écarté si cette dispersion est au moins 5 fois plus petite que la profondeur d'éclipse calculée. Entre 3 et 5 fois plus petite, cette étoile n'est probablement pas une NEB, mais lorsque la dispersion est de grandeur comparable à la profondeur d'éclipse requise, soit moins que 3 fois plus petite, cette étoile est potentiellement la source du signal. En inspectant la courbe de lumière de ces étoiles «suspectes», le statut de NEB peut être confirmé si une éclipse en forme de «V» est présente et survient relativement en même temps que ce qui était prévu du transit. La Figure 2.6 montre l'exemple d'une courbe de lumière produite en guise d'une telle inspection, soit celle de la cible T8 de la Figure 2.4. Cette étoile n'est pas une NEB, car la dispersion de sa courbe de lumière est de 23.4 ppt, alors que la profondeur d'éclipse requise était de 352.0 ppt ( $352.0/23.4 \simeq 15.0 > 5$ ).

### 2.2.2.3. Photométrie par ajustement de la PSF

Lorsque deux ou plusieurs étoiles se superposent sur une image, la photométrie d'ouverture différentielle échoue à mesurer leur flux respectif, car les ouvertures sont alors contaminées. La méthode DAOPHOT (Stetson, 1987) est un exemple d'algorithme pouvant surpasser cette complication. Les grandes lignes de son fonctionnement sont les suivantes : estimer le signal du ciel, localiser les étoiles dans le champ, ajuster une PSF modèle sur celles-ci et enfin, effectuer la photométrie avec l'intégrale de ces PSF ajustées.

Cette méthode a dû être appliquée uniquement lors l'analyse de TOI 1452 et de TOI 1760, car ces deux étoiles sont séparées sur le ciel de seulement  $\sim 3''$ . La Figure 2.7, une image de PESTO de ces deux TOI, montre en effet l'impossibilité d'isoler leur flux dans deux ouvertures circulaires sans qu'il y ait contamination. Par ailleurs, TESS a sensiblement mesuré les mêmes paramètres de transit et planétaires pour TOI 1452.01 et TOI 1760.01 (Tableau 2.3), ce qui confirme qu'il s'agit indéniablement du même signal dont la source reste à révéler.

En première étape, afin de s'assurer que le signal ne provenait pas d'une NEB, mais bien de TOI 1452 ou de TOI 1760, la photométrie différentielle a été complétée avec AIJ en usant d'une seule ouverture englobant les deux étoiles. En seconde étape, la méthode DAOPHOT



**Figure 2.7.** Image de PESTO des cibles TOI 1452 et TOI 1760 le 22 février 2020.

a été exécutée avec l’aide du module `photutils` (Bradley et al., 2019) dans le but d’extraire le signal de transit de l’une ou l’autre de ces étoiles. Pour chaque image, ce logiciel modélisait la PSF instrumentale à partir de six autres étoiles brillantes dans le champ, puis ajustait cette PSF effective à la fois sur TOI 1452 et sur TOI 1760, afin d’en soutirer la photométrie à chaque pas de temps. Enfin, leur courbe de lumière respective résultait du rapport de leurs mesures photométriques, de sorte à éliminer en partie l’erreur introduite par cette méthode et pour les mêmes raisons évoquées en photométrie différentielle. Cette façon de faire, soit de prendre TOI 1760 comme étoile de comparaison pour TOI 1452 et vice versa, permettait de détecter tout manque/excès de flux durant le transit et de finalement révéler l’origine du signal. Les résultats de cette analyse sont donnés à la sous-section 2.3.2.2.

### 2.2.3. Routine d’ajustement des courbes de lumière

Bien qu’un modèle de transit pouvait être ajusté sur les courbes de lumière des TOI directement dans AIJ, la méthode de minimisation du chi carré (Eqn 2.4) employée converge vers une solution unique et ne fournit aucune incertitude sur les paramètres du modèle. D’une part, ces incertitudes sont d’une importance capitale quand vient le temps de comparer ces paramètres avec leur valeur analogue mesurée par TESS ou par d’autres membres de SG1. D’autre part, les courbes de lumière comportaient parfois un important bruit corrélé qu’AIJ ne pouvait soustraire. Pour ces raisons, une routine d’ajustement d’un modèle conjoint comportant à la fois une composante de transit (sous-section 2.2.3.1), également applicable aux courbes de lumière contaminées (sous-section 2.2.3.2), mais aussi une composante pour mitiger tout bruit corrélé présent dans les données (sous-section 2.2.3.3) fut développée.

L’ajustement des paramètres de ce modèle se fait par méthode de Monte-Carlo par chaînes de Markov (MCMC) en suivant une approche bayésienne (sous-section 2.2.3.4). Finalement, lorsque cette routine est utilisée, le niveau de confiance d’une détection est obtenu avec le rapport signal sur bruit d’un transit (sous-section 2.2.3.5).

### 2.2.3.1. Modèle de transit

Cette routine a de prime abord recours au module `batman` (Kreidberg, 2015) pour générer des courbes de transit à partir de cinq paramètres libres : le moment du mi-transit  $t_c$ , la période orbitale  $P$ , le rapport du rayon planétaire sur le rayon stellaire  $R_p/R_*$ , le rapport du demi-grand axe sur le rayon stellaire  $a/R_*$  et le paramètre d’impact  $b$ . De plus, dérivés de ces paramètres, l’inclinaison orbitale  $i$  (Eqn 1.6), la profondeur du transit  $\delta$  (Eqn 1.7), la température d’équilibre  $T_{\text{eq}}$  (Eqn 1.12), le rayon planétaire  $R_p$  et le demi-grand axe  $a$  (dans les deux cas lorsque  $R_*$  est connu) sont également mesurables. Par ailleurs, quatre autres paramètres demeurent fixes pour chacun des modèles : l’excentricité ( $e = 0$ ), l’argument du périastre ( $\omega = 90^\circ$ ), puis deux coefficients  $u_1$  et  $u_2$  de l’assombrissement centre-bord quadratique dans le filtre photométrique employé, dont les valeurs dépendent des propriétés de l’étoile hôte ( $T_{\text{eff}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $\log g$ ) et proviennent de Claret et Bloemen (2011)<sup>3</sup>. Lorsqu’inconnue, l’abondance en fer était fixée à la valeur solaire ( $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ ). Si le  $\log g$  n’était pas donné, ces coefficients avaient une valeur de  $u_1 = u_2 = 0.3$ .

### 2.2.3.2. Courbe de lumière contaminée

Dans une courbe de lumière contaminée, la profondeur du transit observée  $\delta_{\text{obs}} = \frac{\Delta F}{F_* + F_c}$  est plus petite que la vraie profondeur du transit  $\delta_{\text{vraie}} = \frac{\Delta F}{F_*}$  et ces deux valeurs sont reliées par :

$$\delta_{\text{vraie}} = \delta_{\text{obs}} (1 + R) \quad (2.5)$$

où  $R = F_c/F_*$  est le rapport de contamination,  $F_c$  est la somme des flux de toutes les sources contaminantes et  $F_*$  est le flux de l’étoile hôte.

La profondeur du transit est un paramètre intrinsèque d’une exoplanète (Eqn 1.7). Pour cette raison, toutes les profondeurs  $\delta$  rapportées par la suite sont les valeurs de  $\delta_{\text{vraie}}$ . Lorsque

---

<sup>3</sup> Par l’intermédiaire d’un outil web : [astroutils.astronomy.ohio-state.edu/exofast/limbdark.shtml](http://astroutils.astronomy.ohio-state.edu/exofast/limbdark.shtml)

c'est nécessaire, il suffit d'inclure le rapport de contamination  $R$  dans la composante de transit du modèle conjoint afin de relier, grâce aux équations 1.7 et 2.5, la profondeur observée avec la véritable profondeur et donc la taille de l'exoplanète. Cet ajout n'a été requis que lors de l'analyse de la courbe de lumière contaminée de TOI 1452 et TOI 1760 obtenue en photométrie d'ouverture différentielle. Puisque l'analyse subséquente en photométrie par ajustement de la PSF concluait que TOI 1452 est la source et que TOI 1760 est une étoile contaminante, ce rapport pouvait désormais être calculé avec leur magnitude  $i$  respective (Tableau 2.1) et donnait  $R = 0.7727$ . Cette valeur s'accompagnait d'une incertitude relative de 10 % afin de prendre en considération toute erreur sur ces magnitudes.

### 2.2.3.3. Modélisation du bruit corrélé

À différents niveaux, des modulations d'amplitude supérieure aux incertitudes photométriques se retrouvaient sur les courbes de lumière récoltées avec PESTO. En principe, celles-ci peuvent être causées, pour ne donner que trois exemples, par de la variabilité stellaire, des perturbations atmosphériques persistant à l'étape de photométrie d'ouverture différentielle ou bien une modélisation non adéquate de la réponse instrumentale par les plages uniformes. Il est alors clair qu'un simple modèle de transit ne parvient pas tout à fait à expliquer les observations, et que tout ajustement d'un tel modèle résulterait à une estimation erronée des paramètres de transit, car ceux-ci convergeraient vers des valeurs pouvant mitiger les modulations additionnelles présentes. Heureusement, cette composante de bruit corrélé, peu importe sa forme, peut être modélisée à l'aide d'une régression par processus gaussien (GP). Ce type de régression possède l'avantage d'être non paramétrique, c'est-à-dire indépendant d'une unique expression mathématique pour décrire le ou les phénomènes en jeu, car ce sont plutôt toutes les fonctions qui sont considérées (voir Rasmussen et Williams 2006 pour une introduction plus détaillée aux processus gaussiens). Dans le présent cas, cette méthode recherche toute fonction  $f$  pouvant reproduire les résidus ( $r_i \equiv O_i - E_i$ ; flux relatif normalisé - modèle de transit) à une erreur  $\epsilon_i$  près :  $\mathbf{r} = f(\mathbf{t}) + \boldsymbol{\epsilon}$ , où  $\mathbf{r}$  est le vecteur des résidus,  $\mathbf{t}$  est le vecteur des temps  $t_i$  associés à chaque  $r_i$ ,  $\boldsymbol{\epsilon}$  est le vecteur des erreurs  $\epsilon_i \sim \mathcal{N}(0, \sigma_i^2)$  et  $\sigma_i$  est l'incertitude sur le flux relatif normalisé telle que calculée par AIJ. Les propriétés (stationnarité, périodicité, etc.) de ces fonctions sont inscrites dans la matrice de covariance  $K$  d'une gaussienne  $\mathcal{N}(\mathbf{0}, K)$  de dimensions égales au nombre de données  $n$  dans la courbe

de lumière et jouant le rôle de distribution de probabilité *a priori* pour  $f(\mathbf{t})$ . Les éléments  $K_{ij}$  de cette matrice sont donnés par :  $K_{ij} = k(t_i, t_j, \boldsymbol{\theta}) + \sigma_i^2 \delta_{ij}$ , où  $k(t_i, t_j, \boldsymbol{\theta})$  est la fonction de covariance qui mesure, selon sa forme et un ensemble d'hyperparamètres  $\boldsymbol{\theta}$ , la covariance entre les valeurs de  $\mathbf{r}$  selon leur temps  $t_i$  et  $t_j$ . La fonction de covariance ici adoptée était l'exponentielle carré:

$$k(t_i, t_j, \boldsymbol{\theta}) = A^2 \exp\left(-\frac{(t_i - t_j)^2}{2l^2}\right) + s^2 \delta_{ij} \quad (2.6)$$

où  $\boldsymbol{\theta} = (A, l, s)$ ,  $A$  est l'amplitude du bruit corrélé,  $l$  est la longueur de corrélation, soit la longueur caractéristique exprimant l'espacement temporel avant que deux mesures ne soient plus considérées corrélées, et  $s$  est une source de bruit blanc ajoutée à la diagonale de  $K$  afin de s'assurer que les  $\sigma_i$  ne soient pas sous-estimés.

Une combinaison de  $\boldsymbol{\theta}$  établit une distribution *a priori* unique en soi, puis à partir de l'information contenue dans  $\mathbf{r}$ , une distribution *a posteriori* peut être inférée et permet de prédire la valeur de  $f$  pour un nouveau vecteur temps  $\mathbf{t}_* = [t_{1*}, t_{2*}, \dots]$ . Chaque échantillon de cette distribution *a posteriori*, également une gaussienne multidimensionnelle, est une prédiction pour  $f$ , alors que la moyenne de cette distribution est donnée par:

$$\bar{f}(\mathbf{t}_*) = K(\mathbf{t}_*, \mathbf{t}) \cdot K(\mathbf{t}, \mathbf{t})^{-1} \cdot \mathbf{r} \quad (2.7)$$

La routine d'ajustement de courbe présentée dans cette section emploie le module **George** (Foreman-Mackey et al., 2018) afin entre autres d'effectuer les calculs et les inversions de matrices retrouvées dans l'équation 2.7 et ainsi produire la composante GP du modèle conjoint. Cette étape ajoute donc trois paramètres libres à ce modèle, soit  $A$ ,  $l$  et  $s$ , qui lorsqu'optimisés, réduisent de façon suffisante le bruit corrélé présent dans une courbe de lumière.

#### 2.2.3.4. Ajustement des paramètres du modèle conjoint

L'ajustement des paramètres du modèle conjoint, à la lumière des données, se réalisait par méthode MCMC en échantillonnant leur distribution de probabilité *a posteriori* jointe. Cette procédure est accomplie avec le module **emcee** (Foreman-Mackey et al., 2013) en usant d'une distribution *a priori* différente pour chacun de ces paramètres (le Tableau 2.4 liste celles généralement adoptées pour l'ensemble des transits à l'étude) et d'une vraisemblance

TABLEAU 2.4. Distributions *a priori* généralement adoptées des paramètres libres du modèle conjoint

Paramètre	Distribution <i>a priori</i>	Note
$t_c$ (BJD)	$\mathcal{U}(t_{\min}, t_{\max})$	1
$P$ (jours)	$\mathcal{N}(P, \sigma_P^2)$	2
$R_p/R_*$	$\mathcal{U}(0, 0.1)$	
$a/R_*$	$\mathcal{U}(2, 50)$	3
$b$	$\mathcal{U}(0, 1)$	
$R$	$\mathcal{N}(R, \sigma_R^2)$	4
$\ln A$	$\mathcal{U}(-10, -5)$	
$\ln [\ell/\text{jour}]$	$\mathcal{U}(-8, -2)$	
$s$ (ppt)	$\mathcal{U}(0, 10)$	5

Note. — (1)  $t_{\min}$  et  $t_{\max}$  sont déterminés à partir du moment prévu du transit  $t_{\text{TTF}}$  et son incertitude  $\sigma_{t_{\text{TTF}}}$  selon la TTF. Généralement,  $t_{\min} = t_{\text{TTF}} - 3 \sigma_{t_{\text{TTF}}}$  et  $t_{\max} = t_{\text{TTF}} + 3 \sigma_{t_{\text{TTF}}}$ .

(2) La période  $P$  et son incertitude  $\sigma_P$  sont prises du Tableau 2.3.

(3) Pour un transit partiel, la distribution *a priori* devient  $\mathcal{N}(a/R_*, \sigma_{a/R_*}^2)$ , où  $a/R_*$  est calculé à partir de la troisième loi de Kepler ( $P$ ,  $M_*$  et  $R_*$  pris du Tableau 2.2 et Tableau 2.3) et  $\sigma_{a/R_*} = 0.10 a/R_*$ .

(4) Le rapport de contamination  $R$  et son incertitude  $\sigma_R = 0.10 R$  sont uniquement nécessaires lorsque la courbe de lumière est contaminée.

(5) La valeur du paramètre  $s$  est dépendante du choix de la cadence moyenne de la courbe de lumière.

gaussienne :

$$\ln \mathcal{L} = -\frac{1}{2} (\mathbf{r}^T K^{-1} \mathbf{r} + \ln \det K + n \ln 2\pi) \quad (2.8)$$

Afin de réduire les temps de calcul, les ajustements s’effectuaient sur les courbes de lumière de cadence augmentée (moyenne sur quelques points de données). Selon la cible et de sorte à ne pas perdre le signal corrélé présent, cette cadence moyenne était de 2, 3 ou 4 minutes. Toutes les chaînes MCMC étaient initialisées avec 100 marcheurs et le nombre de pas se devait de dépasser au moins 50 fois le temps caractéristique d’autocorrélation (estimé par `emcee`), un critère important afin d’assurer un certain niveau de convergence. Aussi, un nombre adéquat des premiers échantillons des chaînes était rejeté afin d’uniquement considérer ceux ayant atteint l’état d’équilibre de la distribution *a posteriori* recherchée.

La Figure 2.8 démontre l’avantage d’inclure une correction pour le bruit corrélé dans une courbe de lumière en présentant le cas de TOI 1238.01. Il demeure possible d’ajuster une unique courbe de transit sur ces données (A), mais le bruit corrélé est efficacement

modélisé avec une composante GP (B). En soustrayant le modèle GP médian aux données initiales, la courbe de lumière corrigée est désormais mieux reproduite par un modèle de transit (C). L'ajout de l'hyperparamètre  $s$  au modèle conjoint, et sa valeur ajustée dans ce cas-ci à  $s = 0.29 \pm 0.12$  ppt, nous renseigne que les nouvelles incertitudes étaient en moyenne  $16.7^{+14.0\%}_{-11.6\%}$  plus élevées que celles initialement estimées par AIJ à partir de l'équation 2.3. Au mieux, ce pourcentage était de  $10.2^{+11.6\%}_{-8.6\%}$  pour TOI 1442.01, mais au pire de  $96.7^{+35.3\%}_{-48.4\%}$  pour TOI 1189.01. On en conclut que ce logiciel parvient somme toute à bien déterminer l'erreur sur les mesures photométriques de PESTO, mais que cette erreur est systématiquement sous-estimée.

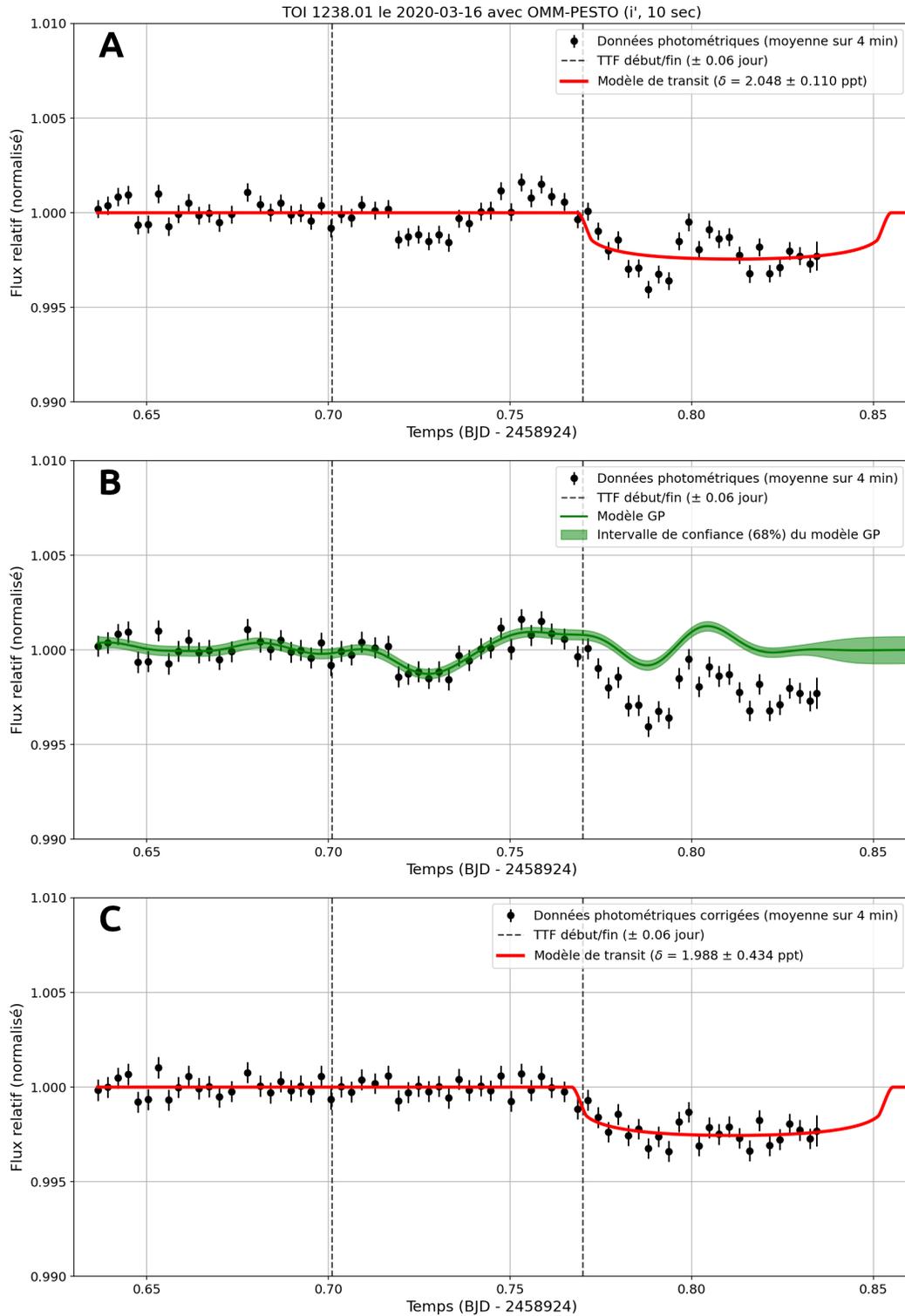
### 2.2.3.5. Rapport signal sur bruit d'un transit

Le rapport signal sur bruit d'un transit unique (Deeg et Alonso, 2018) permet de déterminer le niveau de confiance d'une détection en mesurant l'écart entre le fond du transit et le niveau de référence en unité d'erreur :

$$(S/N)_{\text{transit}} \approx \delta \frac{\sqrt{n_t}}{\sigma_t} \quad (2.9)$$

où  $\delta$  est la profondeur du transit,  $n_t$  est le nombre de points de données durant le transit et  $\sigma_t$  est l'erreur moyenne de ces données. Ici,  $\sigma_t$  inclut la contribution du paramètre  $s$  qui est ajoutée en quadrature aux erreurs photométriques  $\sigma_i$  estimées par AIJ.

Un  $(S/N)_{\text{transit}} = 3$  signifie qu'en moyenne, les données durant le transit sont à  $3\sigma_t$  sous le niveau de référence. Dans l'hypothèse d'une normalisation bien effectuée et que  $\sigma_t$  représente adéquatement l'incertitude, la probabilité d'une détection totalement attribuée à de la chance est alors de  $\approx 0.1\%$ .



**Figure 2.8.** Modélisation du bruit corrélé dans la courbe de lumière de TOI 1238. A : Ajustement d'un modèle de transit sans correction pour le bruit corrélé. B : Composante du bruit corrélé (GP) du modèle conjoint. C: Courbe de lumière corrigée pour le bruit corrélé et composante de transit du modèle conjoint.

## 2.3. Résultats

Les résultats des observations de neuf TOI ainsi que leur changement de classification par la TFOP qui a suivi sont présentés dans ce qui suit. D’abord, la sous-section 2.3.1 relate brièvement les conclusions de chacune des visites inscrites dans le journal des observations (Tableau 2.1), à l’exception des candidates TOI 1452.01 et TOI 1760.01, dont la sous-section 2.3.2 est consacrée à leur analyse plus détaillée. Pour les six TOI dont un transit fut bel et bien détecté, la sous-section 2.3.3 présente les paramètres obtenus de l’ajustement du modèle conjoint sur leur courbe de lumière, certains autres paramètres planétaires dérivés, en plus des propriétés de leur étoile hôte. La présentation des figures au travers de cette section est la suivante : la plupart des courbes de lumière des cibles se retrouvent en annexe B, les courbes médianes des modèles conjoints superposées aux courbes de lumière des cibles sont plutôt incluses dans le corps du texte, alors que toutes les distributions *a posteriori* jointes et marginales des paramètres de ces modèles sont présentées en annexe B.

### 2.3.1. Résumés des observations

#### 2.3.1.1. TOI 291.01

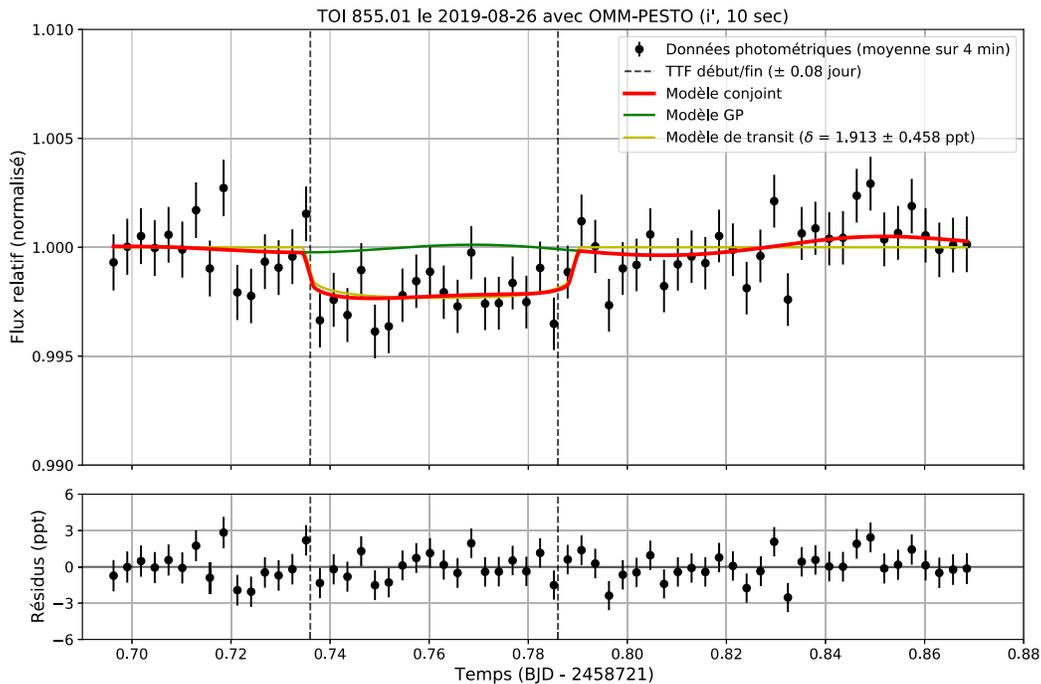
Une tentative de détecter la fin du transit de cette cible eut lieu le 2 août 2019. Durant cette séquence d’observations, aucun signal à la profondeur attendue de 5.6 ppt ne fut détecté. Toutefois, l’incertitude sur le moment du transit était de 174 minutes, ce qui rendait tout à fait probable une arrivée hâtive ou tardive du signal en dehors de la fenêtre d’observation de 216 minutes. Une seconde tentative de détection, exactement une période après la première, s’est déroulée le 14 août 2019. Cette fois-ci, les observations étaient devancées de deux heures par rapport aux éphémérides initiales afin de couvrir davantage de phases orbitales et de possiblement révéler une arrivée hâtive du signal. Encore une fois, aucun signal ne fut détecté sur la cible durant cette séquence d’observations de 205 minutes impactée par le passage de quelques nuages. Sur une courbe de lumière repliée sur la période (Figure B.1), la seconde séquence se chevauche sur la première durant environ 44 minutes et au total, cette candidate fut suivie sur sa possible orbite durant un peu plus de six heures. La moyenne et la dispersion (écart-type) de ces données, entre le début et la fin du transit selon la TTF, excluent tout signal de profondeur supérieure à 0.89 ppt ( $3\sigma$ ). Également, durant ce laps de

temps, les deux séries de données rejettent le statut de NEB pour toutes les sources Gaia assez brillantes et rapprochées pouvant être à l'origine du signal.

### Classification par la TFOP (avant → après) : PC → PC

#### 2.3.1.2. TOI 855.01

Un transit fut détecté ( $S/N = 6.8$ ) environ neuf minutes après son arrivée prévue par la TTF durant le suivi du 26 août 2019. La profondeur mesurée du transit ( $1.91 \pm 0.46$  ppt) est cependant plus élevée que celle obtenue par l'équipe TESS ( $1.110 \pm 0.004$  ppt). De nouvelles observations photométriques, particulièrement dans différents filtres, permettraient de vérifier si cette différence est bien réelle et si la profondeur varie selon le filtre. Toutes les sources Gaia assez brillantes et rapprochées pouvant être à l'origine du signal sont de plus exclues comme NEB. Le modèle conjoint médian superposé à la courbe de lumière récoltée est présenté à la Figure 2.9.



**Figure 2.9.** Modèle conjoint médian (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 855 (Figure B.2). Les résidus de cet ajustement sont montrés dans le panneau du bas. Les lignes en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

### Classification par la TFOP (avant → après) : PC → VPC

### 2.3.1.3. TOI 556.01

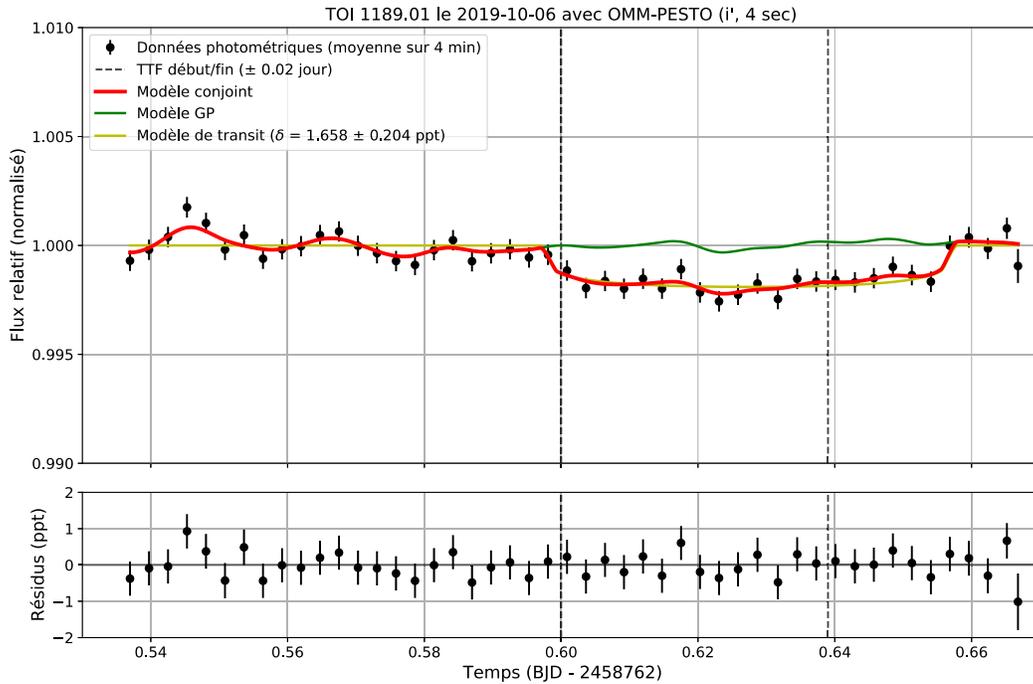
Aucun transit ne fut détecté durant le suivi du 22 septembre 2019. La profondeur attendue du signal était de 0.697 ppt, soit sous la barre du 1 ppt normalement imposée dans la sélection des cibles, ce qui aurait pu compromettre la détection. Toutefois, la moyenne et la dispersion (écart-type) de la courbe de lumière de TOI 556 (Figure B.4), entre le début et la fin du transit selon la TTF, excluent tout signal de profondeur supérieure à 0.60 ppt ( $3\sigma$ ). Par ailleurs, il s'avère que cette cible fut préalablement observée par K2 en 2015 (K2-78). Une exoplanète (K2-78 b) fut d'abord confirmée par Crossfield et al. (2016), avant que son existence soit réfutée par Cabrera, J. et al. (2017), qui ont plutôt conclu que le signal provenait d'une NEB à 14'' au nord (TIC 59003118). Cette importante information fut donc relayée à la TFOP. L'éclipse n'apparaît cependant pas dans les données de cette étoile binaire durant la séquence d'observations de 320 minutes ici rapportée. Cet événement s'est sans doute déroulé en avance ou en retard, puisque l'incertitude sur son moment était de 183 minutes, et cette même incertitude était probablement sous-estimée due à la différence notable entre la période mesurée par K2 ( $2.29016 \pm 0.00027$  jours) et par TESS ( $2.29419 \pm 0.00094$  jours).

**Classification par la TFOP (avant → après) : PC → NEB**

### 2.3.1.4. TOI 1189.01

À la suite d'une première détection par SG1 d'un signal 33 minutes après ce qui était attendu le 2 octobre 2019, la classification de PPC fut attribuée à cette candidate et la valeur de sa période fut révisée de 3.96765 à 3.96890 jours. L'objectif du prochain suivi était donc de détecter de nouveau ce signal aux éphémérides mises à jour. C'est ce qui a été accompli le 6 octobre 2019, durant le suivi à l'OMM, lorsqu'un transit fut détecté ( $S/N = 15.8$ ) environ dix minutes après son arrivée prévue par ces nouvelles éphémérides. La profondeur mesurée du transit ( $1.66 \pm 0.20$  ppt) est compatible à celle obtenue par l'équipe TESS ( $1.860 \pm 0.019$  ppt). Le modèle conjoint médian superposé à la courbe de lumière récoltée est présenté à la Figure 2.10.

**Classification par la TFOP (avant → après) : PPC → VPC**

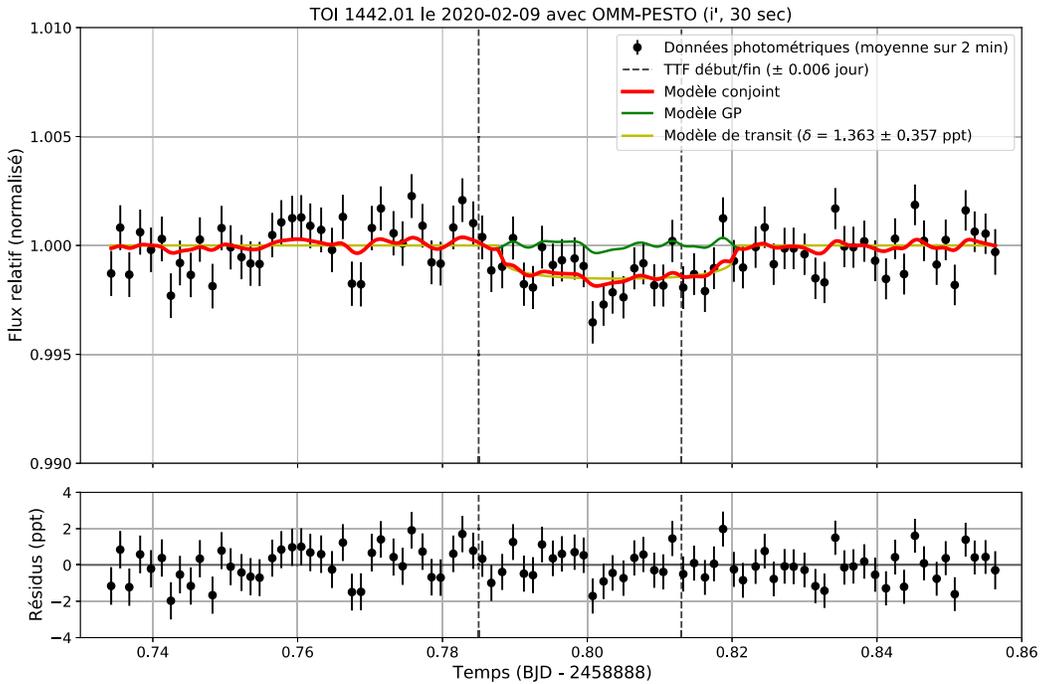


**Figure 2.10.** Modèle conjoint médian (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 1189 (Figure B.5). Les résidus de cet ajustement sont montrés dans le panneau du bas. Les lignes en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

### 2.3.1.5. TOI 1442.01

Un transit fut détecté ( $S/N = 6.9$ ) environ huit minutes après son arrivée prévue par la TTF durant le suivi du 9 février 2020. La profondeur mesurée du transit ( $1.36 \pm 0.36$  ppt) est compatible à celle obtenue par l'équipe TESS ( $1.514 \pm 0.089$  ppt). Bien que les données ne permettent pas de rejeter comme NEB la majorité des sources Gaia (une soixantaine) assez brillantes et rapprochées pouvant être à l'origine du signal, la détection d'un transit sur l'étoile ciblée, au moment attendu et à la bonne profondeur ont poussé la TFOP à classer cette candidate de VPC. Le modèle conjoint médian superposé à la courbe de lumière récoltée est présenté à la Figure 2.11.

**Classification par la TFOP (avant  $\rightarrow$  après) : PC  $\rightarrow$  VPC**

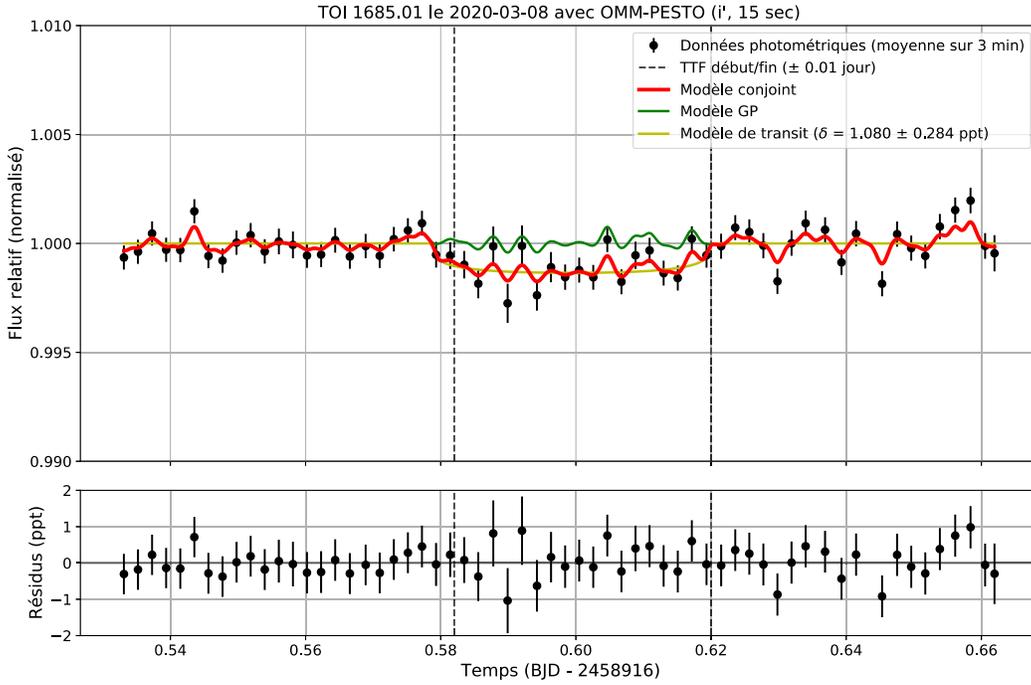


**Figure 2.11.** Modèle conjoint médian (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 1442 (Figure B.7). Les résidus de cet ajustement sont montrés dans le panneau du bas. Les lignes en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

### 2.3.1.6. TOI 1685.01

Deux détections distinctes d'un transit par SG1 précédaient le suivi à l'OMM. Une classification spéciale VPC? fut donnée à cette candidate parce qu'il existait une incohérence entre ces deux observations. Le premier transit détecté le 2 février 2020 était quelques minutes d'avance et d'une profondeur de  $\sim 1-2$  ppt, alors que le second du 23 février 2020 était environ 15 minutes en retard et d'une profondeur de 2.6 ppt. Dès lors, l'objectif du prochain suivi était de lever cette ambiguïté en mesurant précisément le moment du transit et la profondeur de ce dernier. C'est ce qui a été réussi le 8 mars 2020 lorsqu'un transit fut détecté ( $S/N = 7.6$ ) environ 4 minutes avant son arrivée prévue par la TTF avec une profondeur ( $1.08 \pm 0.28$  ppt) compatible à celle mesurée par l'équipe TESS ( $0.998 \pm 0.122$  ppt). Le modèle conjoint médian superposé à la courbe de lumière récoltée est présenté à la Figure 2.12.

**Classification par la TFOP (avant  $\rightarrow$  après) : VPC?  $\rightarrow$  VPC**

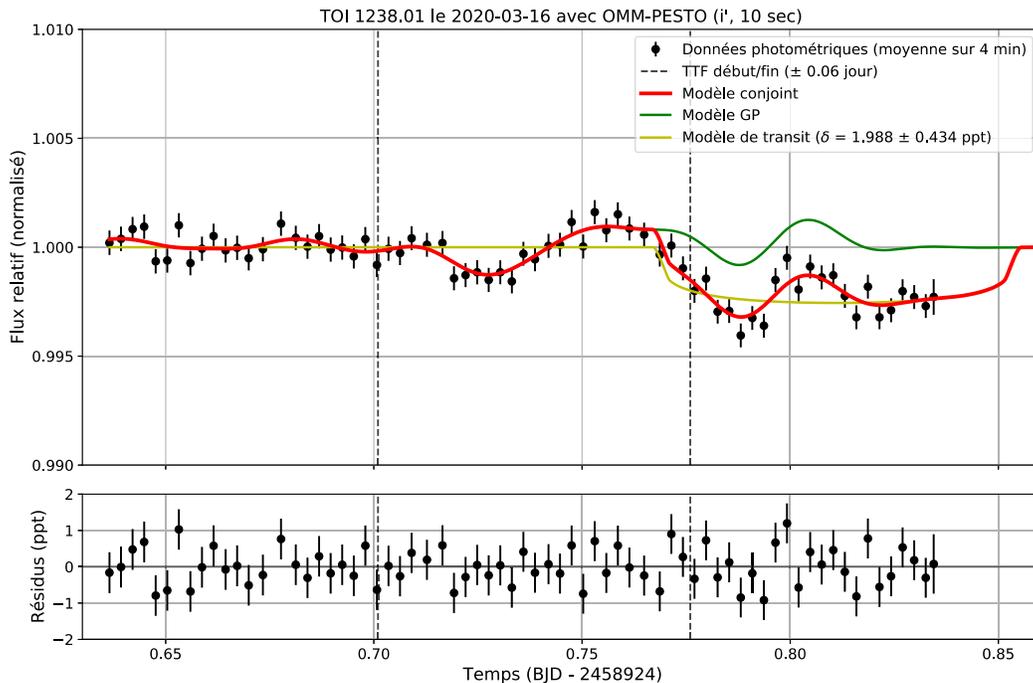


**Figure 2.12.** Modèle conjoint médian (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 1685 (Figure B.11). Les résidus de cet ajustement sont montrés dans le panneau du bas. Les lignes en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

### 2.3.1.7. TOI 1238.01

Un transit fut détecté ( $S/N = 17.8$ ) environ 100 minutes après son arrivée prévue par la TTF durant le suivi du 16 mars 2020. Deux raisons expliquent cette arrivée si tardive : l'incertitude sur le moment du transit de 93 minutes ainsi qu'une sous-estimation initiale de la période. En effet, une analyse de l'équipe TESS des données de quatre secteurs (29 transits) au lieu de deux (16 transits) a révisé à la hausse la période de  $3.29371 \pm 0.00089$  jours, lors de la prise des données, à  $3.29469 \pm 0.00003$  jours, la valeur actuelle. En considérant rétroactivement cette révision, le transit est plutôt survenu 14 minutes après la nouvelle prédiction sur son arrivée. La profondeur mesurée du transit ( $1.99 \pm 0.43$  ppt) est légèrement supérieure à celle obtenue par l'équipe TESS ( $1.412 \pm 0.074$  ppt). Toutes les sources Gaia assez brillantes et rapprochées pouvant être à l'origine du signal sont de plus exclues comme NEB, à l'exception d'une seule peu brillante (TIC 1001513092,  $\Delta m_{\text{Gaia}} = 7.2$ ), mais située à seulement  $2.6''$  au sud-est. L'ouverture photométrique employée englobait en partie le flux de cette autre étoile selon un rapport de contamination  $R \sim 0.001$ . Il n'était donc pas

nécessaire d’inclure ce rapport comme paramètre dans le modèle conjoint, car lorsque  $R$  est si petit,  $\delta_{\text{obs}} \simeq \delta_{\text{vraie}}$  (sous-section 2.2.3.2). Le modèle conjoint médian superposé à la courbe de lumière récoltée est présenté à la Figure 2.13.



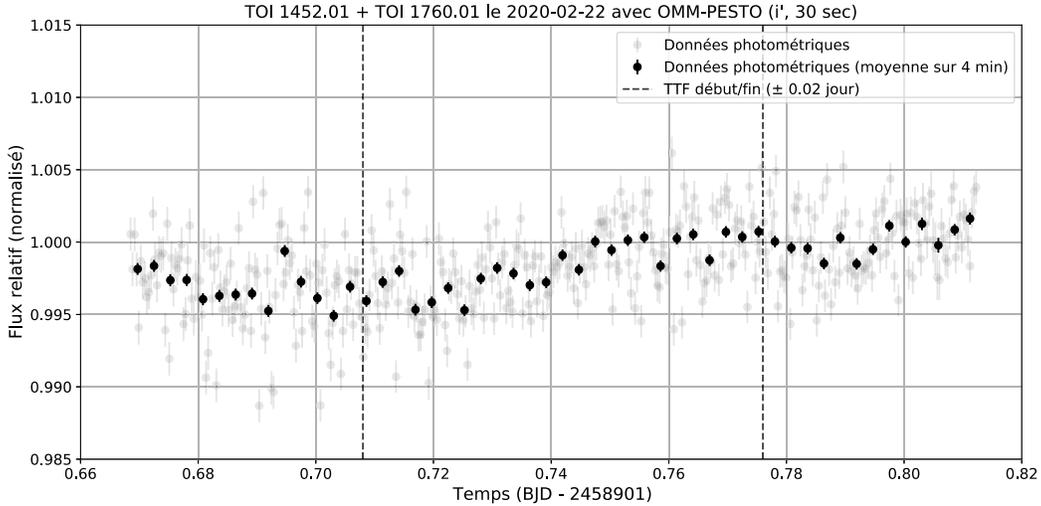
**Figure 2.13.** Modèle conjoint médian (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 1238 (Figure B.13). Les résidus de cet ajustement sont montrés dans le panneau du bas. Les lignes en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

**Classification par la TFOP (avant  $\rightarrow$  après) : PC  $\rightarrow$  VPC-**

## 2.3.2. Analyse détaillée de TOI 1452.01 et de TOI 1760.01

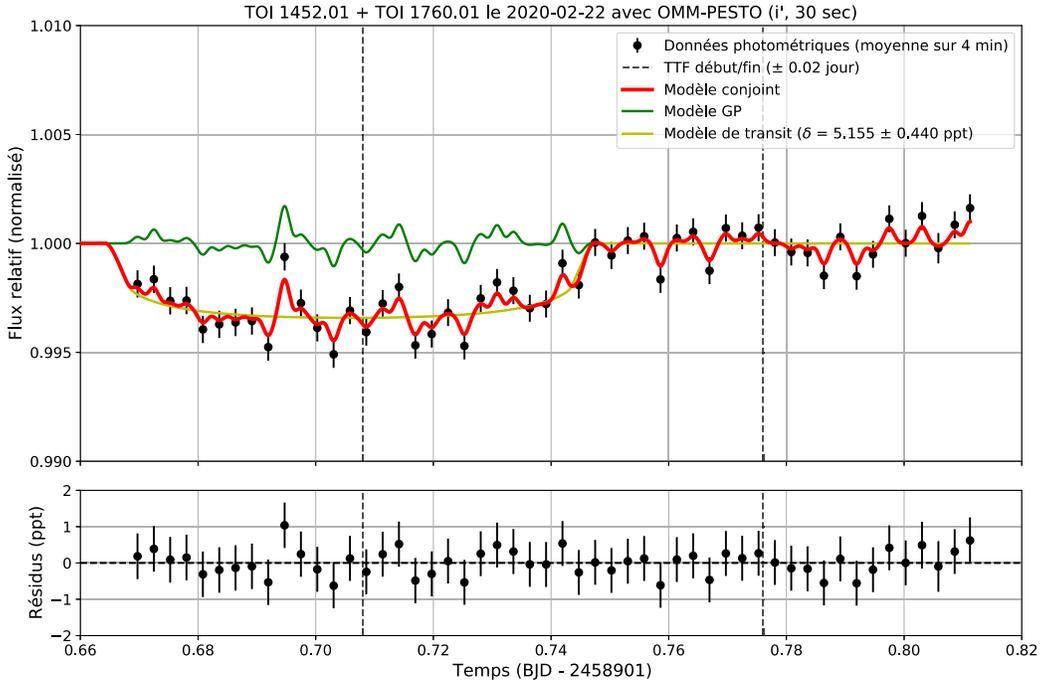
### 2.3.2.1. Analyse en photométrie d’ouverture différentielle

Ces deux cibles sont séparées de seulement  $\sim 3''$ . Une ouverture englobant la totalité de leur flux respectif révéla que le signal TESS émerge effectivement de l’une de ces deux étoiles et que toutes les autres sources Gaia assez brillantes et rapprochées pouvant être à l’origine de ce signal ne sont pas des NEB. En effet, la courbe de lumière combinée de ces deux TOI est présentée à la Figure 2.14 et montre au premier coup d’œil un transit partiel survenu plus tôt que prévu.



**Figure 2.14.** Courbe de lumière combinée (et valeurs moyennes sur 4 min) de TOI 1452 et TOI 1760 le 22 février 2020. Les lignes en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

L’ajustement du modèle conjoint sur cette courbe de lumière combinée est montré à la Figure 2.15, qui comprend les courbes médianes de la composante de transit (jaune), de la composante du bruit corrélé (vert) ainsi que la combinaison des deux (rouge). Ces résultats confirment qu’un transit fut bel et bien détecté ( $S/N = 24.3$ ) le 22 février 2020, et ce, 52 minutes avant son arrivée prévue par la TTF. Cependant, ce n’est pas l’incertitude sur le moment du transit de 24 minutes qui parvient à expliquer cette arrivée hâtive, mais plutôt une surestimation initiale de la période. En effet, une analyse de l’équipe TESS des données de neuf secteurs (18 transits) au lieu de trois (6 transits) a révisé à la baisse la période de  $11.064093 \pm 0.000867$  jours, lors de la prise des données, à  $11.06197 \pm 0.00016$  jours, la valeur actuelle. En considérant rétroactivement cette révision, le transit est plutôt survenu neuf minutes avant la nouvelle prédiction sur son arrivée. La profondeur estimée du transit ( $5.16 \pm 0.44$  ppt) est cependant plus élevée que celle mesurée par l’équipe TESS pour TOI 1452.01 ( $3.390 \pm 0.256$  ppt), qui s’avère être la véritable source du transit (voir plus loin). L’absence sur la courbe de lumière de données pré-transit explique possiblement cet écart, car sans une référence avant et après le transit, la normalisation peut être inadéquate. Seules de nouvelles observations photométriques sur un transit complet, particulièrement dans différents filtres, permettraient de vérifier si cette différence de profondeur est bien réelle et s’il y a variation selon le filtre. Finalement, le moment de la fin du transit (2458901.7472 BJD) fut utilisé dans l’analyse en photométrie par ajustement de la PSF dont les résultats suivent.

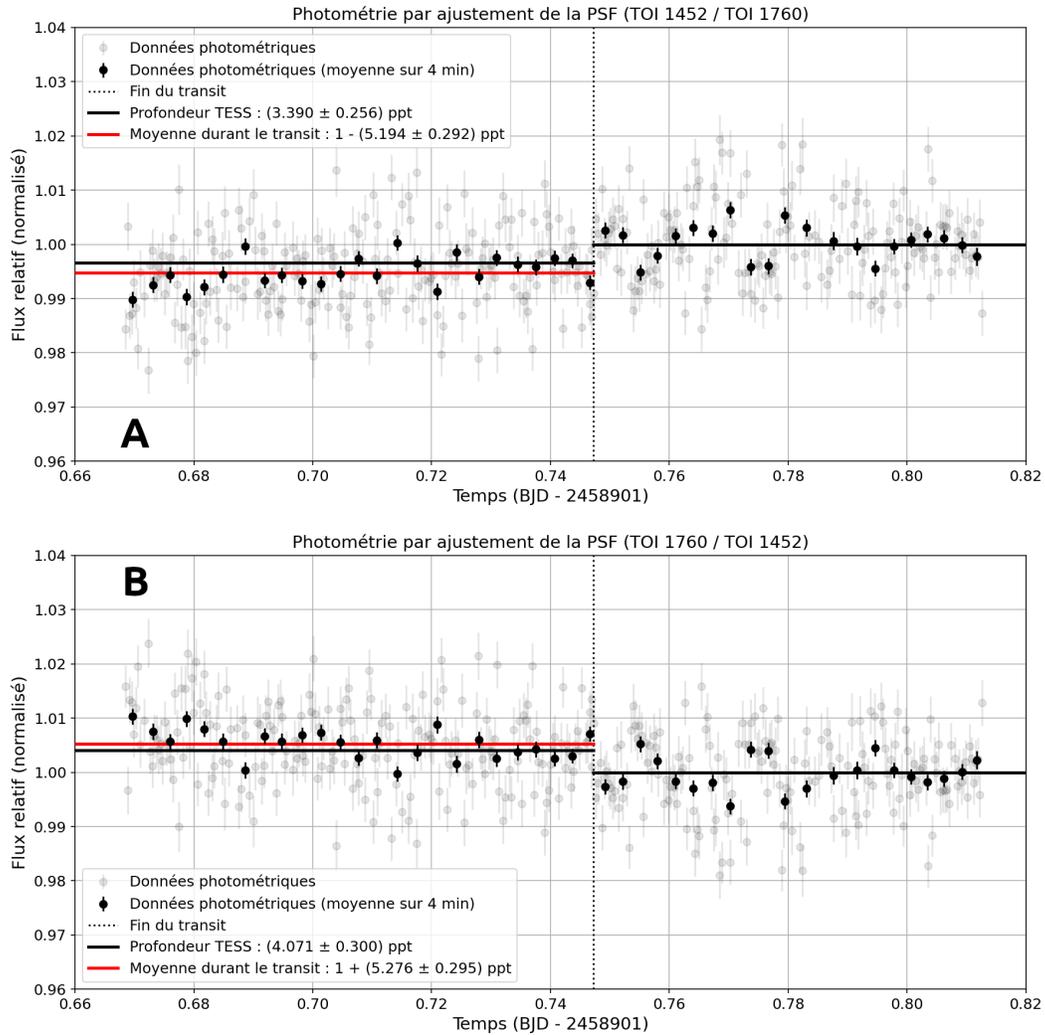


**Figure 2.15.** Modèle conjoint médian (transit + GP) de la courbe de lumière combinée de TOI 1452 et TOI 1760 (Figure 2.14). Les résidus de cet ajustement sont montrés dans le panneau du bas. Les lignes en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

### 2.3.2.2. Analyse en photométrie par ajustement de la PSF

Dans le but d'isoler le signal de transit de l'une des deux étoiles (TOI 1452 ou TOI 1760), des courbes de lumière non contaminées ont été produites en photométrie par ajustement de la PSF (sous-section 2.2.2.3) en divisant le flux mesuré d'une cible par celui de l'autre. Ces courbes, présentées à la Figure 2.16, sont normalisées avec la médiane des données après le transit, dont le moment de la fin est estimé de l'analyse précédente en photométrie d'ouverture différentielle.

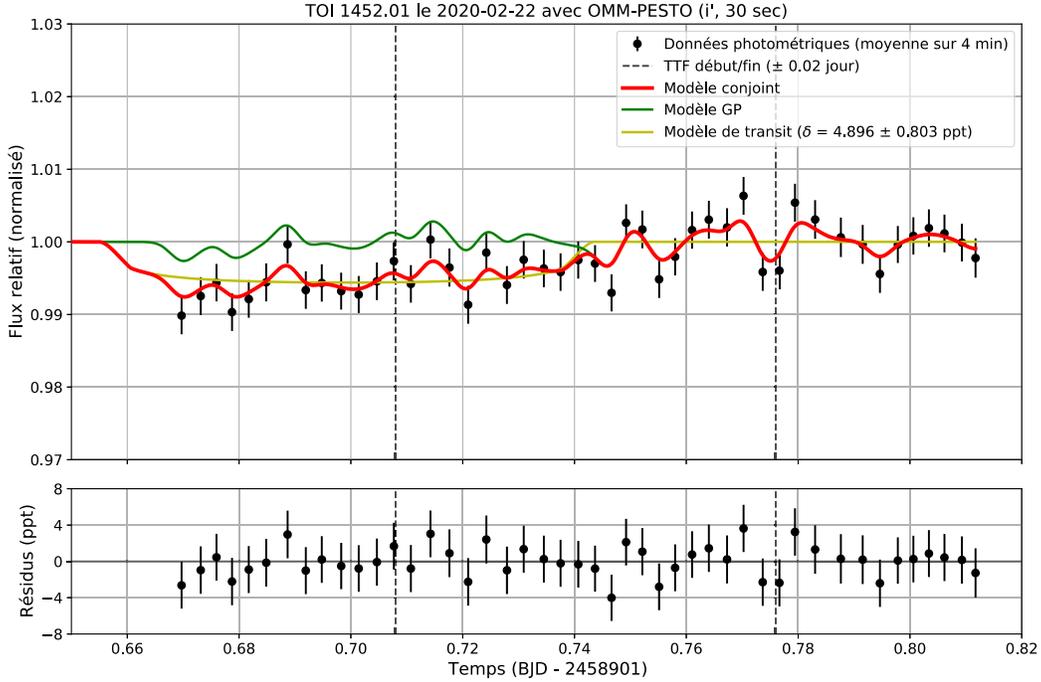
Pour TOI 1452 (A), un manque de flux est mesuré durant le transit. Tout porte donc à croire que le signal émerge de cette étoile, bien que la moyenne des données dans cet intervalle de temps pointe encore une fois vers une profondeur supérieure à celle qui provient des données de TESS. Pour TOI 1760 (B), dont la courbe est l'inverse de celle de TOI 1452 (A), un excès de flux est mesuré durant le transit et la moyenne des données dans cet intervalle de temps ( $5.28 \pm 0.30$  ppt au-dessus de l'unité) se traduit en une profondeur plus élevée que celle mesurée par l'équipe TESS pour cette candidate ( $4.071 \pm 0.300$  ppt).



**Figure 2.16.** Courbes de lumière non contaminées (et valeurs moyennes sur 4 min) de TOI 1452 et de TOI 1760 le 22 février 2020. A : Rapport du flux de TOI 1452 sur celui de TOI 1760 en photométrie par ajustement de la PSF. B : Rapport du flux de TOI 1760 sur celui de TOI 1452 en photométrie par ajustement de la PSF. La ligne pointillée montre le moment de la fin du transit selon le modèle conjoint de la Figure 2.15. Les lignes pleines noires aident à visualiser la profondeur du transit mesurée par l'équipe TESS, alors que les lignes pleines rouges montrent la moyenne des données durant le transit. TOI 1452 est clairement la source du transit.

L'ajustement du modèle conjoint sur la courbe de lumière non contaminée de TOI 1452 (Figure 2.17) a permis de mesurer une profondeur du transit indépendante du rapport de contamination  $R$ , en plus de déterminer le niveau de confiance qu'il s'agisse effectivement de la source du signal. La profondeur du transit de  $4.90 \pm 0.80$  ppt est compatible à ce qui était obtenue de la courbe contaminée ( $5.16 \pm 0.44$  ppt), mais demeure plus grande que la valeur mesurée par l'équipe TESS ( $3.390 \pm 0.256$  ppt). Le rapport signal sur bruit de

$S/N = 8.9$  démontre qu'un transit est détecté sur l'étoile TOI 1452 et qu'il faut rejeter la candidate TOI 1760.01. Ces conclusions sont acceptées par la TFOP, qui classe désormais TOI 1452.01 comme VPC et TOI 1760.01 comme NPC.



**Figure 2.17.** Modèle conjoint médian (transit + GP) de la courbe de lumière non contaminée de TOI 1452 (Figure 2.16, A). Les résidus de cet ajustement sont montrés dans le panneau du bas. Les lignes en tirets montrent le début et la fin initialement attendus du transit.

**Classification par la TFOP de TOI 1452.01/TOI 1760.01 (initiale → finale) :**

**PC → VPC/PC → NPC**

Finalement, le Tableau 2.5 rapporte la médiane des distributions *a posteriori* marginales des paramètres (Figure B.9, Figure B.10) pour les deux ajustements effectués (photométrie d'ouverture et PSF), accompagnée du 16<sup>e</sup> et du 84<sup>e</sup> percentiles comme incertitude. Ces deux ensembles de paramètres sont compatibles, à l'exception des hyperparamètres  $\ln A$ ,  $\ln \ell$  et  $s$ , qui ne modélisaient pas le même bruit corrélé. Ceci démontre que la courbe de lumière obtenue en photométrie par ajustement de la PSF, bien que moins précise, représentait fidèlement le même transit. Comme les paramètres sont mieux contraints par la courbe de lumière combinée, les valeurs obtenues de cette analyse sont adoptées pour décrire le transit de TOI 1452.01.

TABLEAU 2.5. Paramètres du modèle conjoint des courbes de lumière de TOI 1452.01 en photométrie d'ouverture différentielle et par ajustement de la PSF

Paramètre	Ouverture	PSF
$t_c$ (BJD - 2458000)	$901.7056 \pm 0.0022$	$901.6974 \pm 0.0075$
$P$ (jours)	$11.06197 \pm 0.00016$	$11.06197 \pm 0.00016$
$R_p/R_*$	$0.0718 \pm 0.0031$	$0.0700 \pm 0.0057$
$a/R_*$	$44.22^{+2.85}_{-3.36}$	$43.38^{+4.90}_{-4.38}$
$b$	$0.22^{+0.19}_{-0.15}$	$0.22^{+0.22}_{-0.15}$
$R$	$0.7753 \pm 0.0771$	-
$\ln A$	$-7.2 \pm 0.2$	$-6.3^{+0.4}_{-0.5}$
$\ln[\ell/\text{jour}]$	$-7.1 \pm 0.4$	$-6.3^{+0.7}_{-0.8}$
$s$ (ppt)	$0.47 \pm 0.28$	$2.14 \pm 0.90$

### 2.3.3. Paramètres des six systèmes potentiellement planétaires

En résumé, six transits de candidates exoplanètes furent détectés et analysés lors de cette recherche, soit ceux de : TOI 855.01, TOI 1189.01, TOI 1442.01, TOI 1452.01, TOI 1685.01 et TOI 1238.01. Le Tableau 2.6 rappelle les propriétés physiques de leur étoile hôte (Tableau 2.2), en y incluant de plus leur distance  $d$  et leurs magnitudes  $J$  et  $K_s$ . Les paramètres de transit et les hyperparamètres du bruit corrélé, tous obtenus de l'ajustement du modèle conjoint sur leur courbe de lumière respective, sont également rapportés en donnant les médianes de leurs distributions *a posteriori* marginales (annexe B) et les 16<sup>e</sup> et 84<sup>e</sup> percentiles comme incertitude. Aussi, certains paramètres planétaires dérivés de ceux du modèle conjoint (sous-section 2.2.3.1) sont présentés dans ce même Tableau 2.6. Le rayon planétaire  $R_p$  est accompagné de sa valeur comparative  $R_{p,\text{TESS}}$  de l'équipe TESS. Un intervalle servant d'estimation pour la masse  $M_p$  est donné et ses bornes dépendent de la valeur entre  $R_p$  et  $R_{p,\text{TESS}}$  de plus petite incertitude et d'une masse volumique moyenne  $\rho$  parmi celles de la Terre ( $5.514 \text{ g/cm}^3$ ), de Neptune ( $1.638 \text{ g/cm}^3$ ) ou de Jupiter ( $1.326 \text{ g/cm}^3$ ). Un intervalle pour la demi-amplitude  $K$  correspondante (Eqn 1.3) donne une idée de la grandeur du signal (en m/s) en vélocimétrie pour mesurer la masse d'une candidate.

TABLEAU 2.6. Paramètres des étoiles hôtes, paramètres des candidates exoplanètes et hyperparamètres du bruit corrélé

Paramètre	TOI 855.01	TOI 1189.01	TOI 1442.01	TOI 1452.01	TOI 1685.01	TOI 1238.01	Réf.
<i>Stellaire</i>							
$M_*$ ( $M_\odot$ )	$1.41 \pm 0.23$	-	$0.29 \pm 0.02$	$0.25 \pm 0.02$	$0.46 \pm 0.02$	$0.61 \pm 0.02$	1
$R_*$ ( $R_\odot$ )	$1.22 \pm 0.05$	$2.17 \pm 0.37$	$0.309 \pm 0.009$	$0.275 \pm 0.009$	$0.46 \pm 0.01$	$0.62 \pm 0.02$	1
$T_{\text{eff}}$ (K)	$6671 \pm 115$	$5287 \pm 447$	$3328 \pm 157$	$3248 \pm 157$	$3457 \pm 157$	$3853 \pm 157$	1
$d$ (pc)	$294.4 \pm 5.5$	$248.2 \pm 10.6$	$41.17 \pm 0.06$	$30.52 \pm 0.04$	$37.62 \pm 0.07$	$70.71 \pm 0.12$	1
SpT	F3–5V	G3V–K3V	M2.5–4V	M3–4.5V	M1.5–3.5V	K8V–M1V	2
<i>Photométrique</i>							
$V$	$11.183 \pm 0.012$	$10.418 \pm 0.034$	$15.4 \pm 0.2$	$14.35 \pm 0.12$	$13.378 \pm 0.028$	$12.796 \pm 0.049$	1
$J$	$10.120 \pm 0.023$	$8.799 \pm 0.019$	$10.925 \pm 0.019$	$10.604 \pm 0.058$	$9.616 \pm 0.022$	$10.039 \pm 0.02$	1
$H$	$9.855 \pm 0.023$	$8.438 \pm 0.024$	$10.332 \pm 0.019$	$10.026 \pm 0.058$	$9.005 \pm 0.023$	$9.348 \pm 0.019$	1
$K_s$	$9.795 \pm 0.023$	$8.355 \pm 0.018$	$10.089 \pm 0.02$	$9.74 \pm 0.046$	$8.758 \pm 0.02$	$9.184 \pm 0.014$	1
<i>Planétaire</i>							
$t_c$ (BJD - 2458000)	$721.7621 \pm 0.0021$	$762.6272 \pm 0.0014$	$888.8047 \pm 0.0029$	$901.7056 \pm 0.0022$	$916.5985 \pm 0.0031$	$924.8131 \pm 0.0069$	3
$P$ (jours)	$1.83060 \pm 0.00046$	$3.96766 \pm 0.00110$	$0.40908 \pm 0.00001$	$11.06197 \pm 0.00016$	$0.66917 \pm 0.00007$	$3.29469 \pm 0.00003$	1
$R_p/R_*$	$0.0437 \pm 0.0052$	$0.0407 \pm 0.0025$	$0.0369 \pm 0.0048$	$0.0718 \pm 0.0031$	$0.0329 \pm 0.0043$	$0.0446 \pm 0.0049$	3
$a/R_*$	$9.85^{+1.43}_{-2.88}$	$19.63^{+2.27}_{-4.90}$	$4.17^{+1.68}_{-1.12}$	$44.22^{+2.85}_{-3.36}$	$5.28 \pm 1.45$	$12.42 \pm 1.22$	3
$b$	$0.36^{+0.29}_{-0.25}$	$0.43^{+0.33}_{-0.29}$	$0.42^{+0.32}_{-0.29}$	$0.22^{+0.19}_{-0.15}$	$0.43^{+0.33}_{-0.29}$	$0.34^{+0.26}_{-0.23}$	3
$i$ ( $^\circ$ )	$87.88^{+1.50}_{-2.67}$	$88.77^{+0.87}_{-1.62}$	$84.73^{+3.75}_{-7.48}$	$89.72^{+0.19}_{-0.28}$	$85.64^{+3.12}_{-6.39}$	$88.45^{+1.06}_{-1.27}$	3
$\delta$ (ppt)	$1.91 \pm 0.46$	$1.66 \pm 0.20$	$1.36 \pm 0.36$	$5.16 \pm 0.44$	$1.08 \pm 0.28$	$1.99 \pm 0.43$	3
$R_p$ ( $R_\oplus$ )	$5.81 \pm 0.75$	$9.65 \pm 1.78$	$1.24 \pm 0.17$	$2.16 \pm 0.12$	$1.66 \pm 0.22$	$3.03 \pm 0.35$	3
$R_{p,\text{TESS}}$ ( $R_\oplus$ )	$4.22 \pm 0.33$	$10.76 \pm 2.12$	$1.22 \pm 0.70$	$1.63 \pm 0.34$	$1.47 \pm 2.62$	$2.73 \pm 0.17$	3
$a$ (au)	$0.056^{+0.009}_{-0.016}$	$0.189 \pm 0.050$	$0.006 \pm 0.002$	$0.057 \pm 0.004$	$0.011 \pm 0.003$	$0.036 \pm 0.004$	3
$T_{\text{eq}}$ (K)	$1376^{+259}_{-96}$	$785^{+126}_{-84}$	$1051^{+188}_{-167}$	$316 \pm 19$	$975^{+176}_{-123}$	$707 \pm 45$	3,4
$M_p$ ( $M_\oplus$ )	$[18.2, 22.4]_{\text{J,N}}$	$[218, 268]_{\text{J,N}}$	$[0.6, 1.9]_{\text{N,T}}$	$[3.0, 10.1]_{\text{N,T}}$	$[1.4, 4.6]_{\text{N,T}}$	$[6.1, 20.4]_{\text{N,T}}$	3,5
$K$ (m/s)	$[7.6, 9.3]_{\text{J,N}}$	-	$[1.1, 3.7]_{\text{N,T}}$	$[2.2, 7.3]_{\text{N,T}}$	$[1.7, 5.6]_{\text{N,T}}$	$[3.6, 12.2]_{\text{N,T}}$	3,6
<i>Bruit corrélé</i>							
$\ln A$	$-8.2^{+0.9}_{-1.2}$	$-8.3^{+0.5}_{-1.0}$	$-7.8 \pm 0.4$	$-7.2 \pm 0.2$	$-7.6 \pm 0.3$	$-7.2 \pm 0.3$	3
$\ln [\ell/\text{jour}]$	$-4.0 \pm 1.2$	$-5.7 \pm 1.3$	$-7.0^{+1.1}_{-1.3}$	$-7.1 \pm 0.6$	$-7.1^{+0.7}_{-0.6}$	$-4.7 \pm 0.3$	3
$s$ (ppt)	$0.56 \pm 0.29$	$0.41 \pm 0.12$	$0.41 \pm 0.23$	$0.47 \pm 0.28$	$0.42 \pm 0.23$	$0.29 \pm 0.12$	3

Note. – (1) ExoFop/exo.MAST. (2) Estimation du type spectral à partir de  $T_{\text{eff}}$  et du Tableau 5 de Pecaut et Mamajek (2013). (3) Ce travail. (4) Pour  $A_B = 0.3$ . (5) Intervalle de masse estimé avec  $R_p$  ou  $R_{p,\text{TESS}}$  et  $\rho$  ( $J : 1.326 \text{ g/cm}^3$ ,  $N : 1.638 \text{ g/cm}^3$ ,  $T : 5.514 \text{ g/cm}^3$ ). (6) Intervalle de demi-amplitude estimé avec  $P$ ,  $M_p$ ,  $M_*$ ,  $i$  et  $e = 0$ .

## 2.4. Discussion

### 2.4.1. Intérêt scientifique des candidates

TOI 855.01 : Cette candidate est une possible Neptune chaude, car son rayon estimé ( $R_{p,\text{TESS}} = 4.22 \pm 0.33 R_{\oplus}$ ) est de taille neptunienne et sa température d'équilibre dépasse les 1300 K. Le type spectral approximatif de son étoile hôte (F3–5V) indique qu'elle n'est pas favorable pour une étude en vélocimétrie haute précision. C'est que ces étoiles ont de grand rayon, donc une grande vitesse de rotation en surface, ce qui élargit les déjà peu nombreuses raies présentes dans leur spectre et rend difficile la mesure précise (quelques m/s) de la vitesse radiale. Ceci pourrait donc compromettre une éventuelle mesure de masse de la candidate.

TOI 1189.01 : Puisque la masse de l'étoile hôte est inconnue, l'intervalle plausible de demi-amplitude  $K$  est pour le moment absent. Il existe également une incohérence, dans l'hypothèse que cette étoile se trouve sur la séquence principale, entre les estimations de son rayon stellaire ( $2.17 \pm 0.37 R_{\odot}$ ) et de sa température effective ( $5287 \pm 447$  K). Conséquemment, cette étoile pourrait être évoluée et de classe de luminosité IV (sous-géante). Il s'agit également de la cible la plus brillante du lot (en  $V$ ,  $J$ ,  $H$  et  $K_S$ ) et le rayon estimé de la candidate ( $9.65 \pm 1.78 R_{\oplus}$ ) est le seul de taille jovienne.

TOI 1442.01 : Cete candidate de très courte période ( $P \simeq 9.8$  heures) et de taille terrestre ( $1.24 \pm 0.17 R_{\oplus}$ ) se trouve sur une orbite très rapprochée de son hôte naine rouge (M2.5–4V). Le demi-grand axe de son orbite ( $0.006 \pm 0.002$  au) serait même le deuxième plus petit recensé parmi les exoplanètes transitantes (*NASA Exoplanet Archive*). À cette petite distance de son étoile et parce que la température d'équilibre est très élevée ( $1051^{+188}_{-167}$  K), il est probable qu'une éclipse secondaire soit détectable. Son signal en vitesse radiale, estimé entre 1 et 4 m/s, est mesurable par des spectrographes optimisés pour la vélocimétrie de haute précision.

TOI 1452.01 : Parmi les six étoiles hôtes discutées, celle de cette candidate est de type spectral le plus tardif (M3–4.5V) et se trouve à la plus petite distance du Soleil ( $30.52 \pm 0.04$  pc). La naine rouge TOI 1760 (M3–5V), séparée de seulement  $\sim 3''$  ( $\sim 91$  au) de TOI 1452, se trouve à une distance très similaire ( $30.54 \pm 0.04$  pc), ce qui suggère que ces deux étoiles sont peut-être liées gravitationnellement. Pointant également en ce sens, leurs mouvements

propres respectifs mesurés par Gaia (TOI 1452 :  $\mu_{\alpha^*} = 7.83 \pm 0.08$  mas/an,  $\mu_{\delta} = -73.91 \pm 0.09$  mas/an; TOI 1760 :  $\mu_{\alpha^*} = 6.98 \pm 0.09$  mas/an,  $\mu_{\delta} = -81.88 \pm 0.10$  mas/an)<sup>4</sup> sont semblables, sans toutefois être compatibles en prenant compte des incertitudes, ce qui pourrait s’expliquer par une composante orbitale non nulle de leur mouvement. Si tel est le cas, cette candidate exoplanète se trouverait dans un système binaire de rapport de masse de  $91 \pm 11$  % en orbite autour du membre principal. L’ambiguïté sur son rayon planétaire, allant d’une possible super-Terre ( $1.63 \pm 0.34 R_{\oplus}$ ) selon l’équipe TESS à une mini-Neptune ( $2.16 \pm 0.12 R_{\oplus}$ ) selon les résultats de ce travail, montre qu’il est important de préciser cette valeur par l’observation de nouveaux transits complets. Il est pour le moment clair que cette candidate se situe soit au bord ou soit en plein dans l’intervalle étroit de rayon autour de  $1.8 R_{\oplus}$  où l’on retrouve relativement peu de planètes (*Fulton Gap*, Figure 1.11), en plus de se trouver dans la zone habitable, selon l’estimation de sa température d’équilibre ( $316 \pm 19$  K). Ce système n’est qu’à  $\sim 9.5^{\circ}$  du pôle Nord de l’écliptique et donc tout près du champ de vue continu de JWST, délimité par un rayon de  $\sim 5^{\circ}$  autour des pôles (Figure 1.13, C). Si TOI 1452.01 est bel et bien une exoplanète, celle-ci sera une cible de choix pour caractériser son atmosphère avec JWST, particulièrement pour tenter d’y détecter des traces d’eau. D’ailleurs, des observations en vélocimétrie sont présentement en cours avec SPIRou (une vingtaine de visites déjà effectuées) afin de non seulement de confirmer l’existence de cette planète, mais de mieux contraindre, via une mesure de sa masse, sa nature rocheuse, gazeuse ou intermédiaire.

TOI 1685.01 : Il s’agit d’un potentiel système assez compact ( $P \simeq 16.1$  heures) dont l’étoile hôte de type spectral approximatif M1.5–3.5V est la plus brillante ( $H = 9.005 \pm 0.023$ ) des naines rouges observées dans cette campagne. La détection d’un transit et son analyse a permis de grandement augmenter la précision sur le rayon de cette candidate, passant de l’estimation par l’équipe TESS de  $1.47 \pm 2.62 R_{\oplus}$  vers celle rapportée dans le Tableau 2.6 de  $1.66 \pm 0.22 R_{\oplus}$ . Une éventuelle mesure de sa masse est faisable, car la demi-amplitude  $K$  en vitesse radiale est estimée entre 2 et 6 m/s. Aussi, la température d’équilibre très élevée de  $975_{-123}^{+176}$  K et la proximité de la candidate de son étoile ( $0.011 \pm 0.003$  au) rendent plausible la détection d’éclipses secondaires.

---

<sup>4</sup> Avec  $\alpha$  l’ascension droite,  $\delta$  la déclinaison,  $\mu_{\alpha^*} \equiv \mu_{\alpha} \cos \delta$ ,  $\mu_{\alpha} = \frac{d\alpha}{dt}$  et  $\mu_{\delta} = \frac{d\delta}{dt}$

TOI 1238.01 : Cette candidate fait possiblement partie d'un système multiplanétaire avec TOI 1238.02, également détecté par TESS ( $P = 0.76460 \pm 0.00006$  jour,  $\delta = 0.403 \pm 0.053$  ppt,  $R_p = 1.44 \pm 0.52 R_\oplus$ ). Si des TTV sont mesurés en observant plusieurs de leurs transits, l'analyse de ceux-ci pourrait être un moyen de contraindre leur masse respective et de révéler la présence de membres additionnels dans le système. L'estimation du rayon de TOI 1238.01 par l'équipe TESS ( $2.73 \pm 0.17 R_\oplus$ ) est plus précise que celle obtenue de la courbe PESTO ( $3.03 \pm 0.35 R_\oplus$ ). À cette taille neptunienne et à une température d'équilibre élevée ( $707 \pm 45$  K), il s'agit d'une candidate mini-Neptune assez chaude. Le niveau attendu de son signal en vitesse radiale est entre 4 et 12 m/s, ce qui est détectable. C'est également le cas pour TOI 1238.02, car ce niveau est plutôt estimé entre 1 et 3 m/s.

#### 2.4.2. Seuil de détection d'un transit avec PESTO

De prime abord, un seuil théorique de détection d'un transit avec PESTO pourrait se calculer à partir de principes premiers et sa valeur dépendrait entre autres du diamètre du télescope, de la brillance d'une cible, de la sensibilité du CCD et des sources d'incertitude photométrique tel le bruit de photons, mais aussi la scintillation, un phénomène difficilement modélisable car causé par la turbulence atmosphérique. Cette démarche dépasse le cadre de cette recherche et c'est pourquoi l'approche ici adoptée est empirique.

On cherche à évaluer la profondeur minimale  $\delta_{\min}$  qu'aurait tout de même détectée PESTO à  $3\sigma$  pour les six transits rapportés dans ce mémoire. Cette profondeur minimale est calculée avec l'équation 2.9 du rapport signal sur bruit d'un transit pour un  $(S/N)_{\text{transit}} = 3$ . Sa valeur devient l'estimation empirique du seuil de détection de PESTO selon les conditions observationnelles présentes. Le Tableau 2.7 rappelle la profondeur  $\delta$  des six transits et leur  $S/N$ , puis donne leur profondeur minimale  $\delta_{\min}$ , la magnitude de l'objet en  $i'$ , le temps d'exposition, le *seeing* photométrique, le signal moyen du ciel ( $\overline{F_S}$ ), le nombre d'étoiles de comparaison (# comp.) ainsi que la durée du transit  $t_T$ , soit l'intervalle de temps sous l'unité des modèles ajustés de transit. Cette simple analyse inclut des cibles dans l'intervalle de magnitude  $i' \sim 10\text{--}13$  dont le temps d'exposition était spécialement réglé pour maximiser le flux sans atteindre la saturation. Ces temps d'exposition variaient entre 4 et 30 secondes, mais les transits étaient détectés sur des courbes de lumière à cadence de 2, 3 ou 4 minutes (moyenne des données). Il existe une magnitude limite au-delà de laquelle PESTO ne peut

TABLEAU 2.7. Rapport signal sur bruit des transits détectés et profondeur minimale de détection selon les conditions observationnelles présentes

TOI	$\delta$ (ppt)	$S/N$	$\delta_{\min}$ (ppt)	$i'$	$t_{\text{exp}}$ (s)	$\text{seeing}$ (")	$\overline{F}_S$ (ADU/px)	# comp.	$t_T$ (min)
855.01	1.91	6.8	0.84	11.31	10	1.7	18.25	3	80
1189.01	1.66	15.8	0.31	10.04	4	2.0	12.17	4	88
1442.01	1.36	6.9	0.60	13.35	30	2.1	247.50	3	48
1452.01	2.91 <sup>1</sup>	24.3	0.36	12.87	30	2.7	44.48	7	119
1685.01	1.08	7.6	0.43	11.55	15	2.5	93.58	4	60
1238.01	1.99	17.8	0.34	11.48	10	1.9	13.33	4	127

Note. — (1) Profondeur observée  $\delta_{\text{obs}}$  dans la courbe combinée de TOI 1452 et TOI 1760 (Figure 2.15)

plus aisément détecter un transit, car le temps d'exposition requis serait trop grand et la faible résolution temporelle résultante empêcherait de saisir son début et sa fin. À la lumière des résultats de ce mémoire, la magnitude limite de PESTO pour détecter un transit à une profondeur de  $\sim 1$  ppt se situe très approximativement entre  $i' = 13$  et  $14$ .

En aucun cas des corrélations statistiquement significatives entre  $\delta_{\min}$  et les variables présentes dans le Tableau 2.7 peuvent être inférées d'un échantillon de six, ce qui veut dire que cette analyse demeure approximative en attendant un nombre plus élevé et suffisant de transits observés par PESTO. Néanmoins, une corrélation bien que faible entre  $\delta_{\min}$  et le nombre d'étoiles de comparaison (coefficient de corrélation  $r = -0.46$ ) met en relief l'importance de s'assurer non pas juste d'un nombre adéquat d'étoiles de comparaison, mais également de la qualité de ces dernières (très faible dispersion dans leur courbe de lumière respective). La raison est fort simple : la somme des flux de ces étoiles est une composante directe du flux relatif de la cible (photométrie différentielle, Eqn 2.1) et réduire cette source d'erreur en résulte à une augmentation directe du rapport signal sur bruit. Cependant, l'ajout d'étoiles de comparaison peu brillantes montrant indéniablement une plus grande dispersion dans leur courbe de lumière que la cible elle-même induirait une erreur substantielle, ce qui est l'effet inverse souhaité et démontre qu'augmenter sans raison ce nombre ne garantit pas une meilleure précision. Il est donc de l'intérêt d'un utilisateur de PESTO, dont l'ambition est de détecter un transit peu profond, de s'assurer de la présence de plusieurs étoiles de magnitude semblable à la cible dans le champ de vue avant le début d'une séquence observations.

En bref, cette analyse confirme que la valeur plancher en profondeur d'environ 1 ppt imposée dans la sélection des TOI était adéquate, bien que légèrement surestimée. Les  $\delta_{\min}$  obtenues montrent plutôt que le seuil empirique de détection de PESTO approche  $\sim 0.3$  ppt dans les meilleures conditions photométriques : cible relativement brillante ( $i' \sim 10-11$ ), *seeing* de  $\sim 2''$  et moins, nouvelle lune, ciel dégagé, nombreuses étoiles de comparaison de qualité et grande durée du transit.



## Conclusion

---

Les méthodes de détection d'exoplanètes de la vitesse radiale et du transit sont les plus efficaces à ce jour et parviennent, lorsque combinées, à mesurer respectivement la masse et le rayon de ces objets, dévoilant par la masse volumique moyenne leur nature rocheuse, gazeuse ou intermédiaire. Depuis les années 2010, les succès de la méthode du transit de l'espace avec Kepler et sa mission prolongée K2 ont démontré qu'il était beaucoup plus efficace de détecter d'abord des exoplanètes de cette façon, avant de poursuivre leur caractérisation à l'aide d'autres techniques, par exemple avec la spectroscopie de transit pour sonder la composition chimique de leur atmosphère. La possibilité de détecter pour la première fois des biosignatures, donc la vie, dans l'une de ces atmosphères a orienté le domaine de la recherche de nouveaux mondes : les exoplanètes désormais convoitées ont une taille de moins d'environ deux rayons terrestres pour espérer une composition plutôt rocheuse, se trouvent dans la zone habitable pour permettre la présence d'eau sous forme liquide et orbitent des naines rouges, car la détection de transits en est facilitée, leur taux d'occurrence en exoplanètes est plus élevé et l'amplitude du signal atmosphérique est plus grande.

Le satellite TESS, digne successeur de Kepler, fut lancé en avril 2018 expressément pour découvrir de tels systèmes dans le voisinage solaire, donc dans toutes les régions du ciel, avant la mise en service du télescope spatial James Webb qui sera dédié en partie à la caractérisation atmosphérique. Une problématique importante de TESS est la fréquence élevée de détections de signaux similaires au transit, mais plutôt causés par des éclipses d'étoiles binaires à proximité des étoiles ciblées. Un programme d'observations de suivi a donc été mis sur pied afin de coordonner les études additionnelles requises pour vérifier que les objets d'intérêt de TESS (TOI), soit les étoiles montrant un signal prometteur de transit, ne sont pas de tels faux positifs.

Ce mémoire se veut un effort en ce sens en présentant les résultats du suivi photométrique de neuf TOI à l’Observatoire du Mont-Mégantic avec la caméra PESTO. Le traitement et l’analyse des données récoltées comprend une étape d’ajustement de courbe de transit développée durant cette maîtrise. Celle-ci permet de contraindre la valeur de certains paramètres planétaires tels que le rayon, le demi-grand axe orbital, l’inclinaison orbitale ainsi que la température d’équilibre. Ainsi, ce travail a révélé qu’un transit s’est bel et bien déroulé lors du suivi de six TOI, soit TOI 855.01, TOI 1189.01, TOI 1442.01, TOI 1452.01, TOI 1685.01 et TOI 1238.01, qui sont tous devenus des candidates exoplanètes vérifiées grâce à ces détections, soit la classification attribuée tout juste avant la confirmation d’une nouvelle exoplanète. Les tailles estimées de ces candidates sont assez variées, allant de terrestre pour TOI 1442.01 ( $1.24 \pm 0.17 R_{\oplus}$ ) à jovienne pour TOI 1189.01 ( $9.65 \pm 1.78 R_{\oplus}$ ). Somme toute, c’est TOI 1452.01 qui se démarque des autres en possédant tous les attributs recherchés et mentionnés précédemment pour favoriser l’étude de son atmosphère. Sa température d’équilibre ( $316 \pm 19$  K) signale une présence en zone habitable et son étoile hôte est une naine rouge de type spectral approximatif M3–4.5V. Il existe toutefois une ambiguïté entre les mesures de son rayon par cette recherche ( $2.16 \pm 0.12 R_{\oplus}$ ) et par l’équipe TESS ( $1.63 \pm 0.34 R_{\oplus}$ ). Ceci montre l’importance de poursuivre l’observation de ses transits afin de connaître avec une plus grande précision son rayon, ce qui fait partie des plans futurs au même titre que l’obtention de sa masse avec le spectropolarimètre SPIRou.

Parmi les autres suites de ce projet, il y a bien sûr sa continuation, sachant qu’il reste encore plus de 1300 TOI à confirmer la vraie nature (en date du mois d’août 2020) et que les résultats de ce mémoire démontrent hors de tout doute la capacité de PESTO à détecter des transits, particulièrement de profondeur supérieure à  $\sim 0.3$  ppt. Une perspective future similaire est le suivi des transits des TOI déjà vérifiés, un travail nécessaire afin d’augmenter la précision sur leur période et de s’assurer d’une meilleure prédiction sur l’arrivée des prochains événements. Sinon, il y a un risque de «perdre» ces cibles parce que l’incertitude sur le moment d’un transit augmente chaque fois qu’un événement n’est pas observé, conséquence d’une période jamais connue avec une précision infinie. Parallèlement, ce suivi de candidates vérifiées peut révéler des variations de la chronométrie du transit (TTV) causées par une période non constante dans le temps. Si présentes, l’analyse des TTV peut confirmer qu’une ou plusieurs autres exoplanètes se trouvent dans le système en posant des contraintes sur

leur masse. Pour les candidates exoplanètes les plus attrayantes, la recherche d'un tel signal est une motivation additionnelle à poursuivre le suivi de leurs transits.

Pour conclure, ce mémoire donne un aperçu de l'énorme potentiel et du grand rôle que peut avoir l'Observatoire du Mont-Mégantic dans le domaine de recherche des exoplanètes, en plein essor depuis les 25 dernières années. Que ce soit en étudiant ces objets fascinants par la méthode du transit avec la caméra PESTO ou bien par la méthode de la vitesse radiale avec la mise en service de l'instrument VROOM, un spectrographe optique spécialisé pour la vélocimétrie de haute précision, il faut s'attendre à ce que ses installations soient à l'avenir le théâtre de nombreuses découvertes et avancées scientifiques.



# Bibliographie

---

- Agol, E. et Fabrycky, D. C. *Transit-Timing and Duration Variations for the Discovery and Characterization of Exoplanets*, Handbook of Exoplanets, pages 797–816. Springer International Publishing, Cham, 2018. ISBN 978-3-319-55333-7. doi: 10.1007/978-3-319-55333-7\_7.
- Akeson, R. L., Chen, X., Ciardi, D., Crane, M., Good, J., Harbut, M., Jackson, E., Kane, S. R., Laity, A. C., Leifer, S., Lynn, M., McElroy, D. L., Papin, M., Plavchan, P., Ramírez, S. V., Rey, R., von Braun, K., Wittman, M., Abajian, M., ... Zhang, A. The NASA exoplanet archive: Data and tools for exoplanet research. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125(930):989–999, août 2013. doi: 10.1086/672273.
- Auvergne, M., Bodin, P., Boissard, L., Buey, J. T., Chaintreuil, S., Epstein, G., Jouret, M., Lam-Trong, T., Levacher, P., Magnan, A., Perez, R., Plasson, P., Plessier, J., Peter, G., Steller, M., Tiphène, D., Baglin, A., Agogué, P., Appourchaux, T., ... Zanatta, P. The CoRoT satellite in flight: description and performance. *A&A*, 506(1):411–424, oct. 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200810860.
- Bakos, G. Á. *The HATNet and HATSouth Exoplanet Surveys*, Handbook of Exoplanets, pages 957–967. Springer International Publishing, Cham, 2018. ISBN 978-3-319-55333-7. doi: 10.1007/978-3-319-55333-7\_111.
- Batista, V. *Finding Planets via Gravitational Microlensing*, Handbook of Exoplanets, pages 659–687. Springer International Publishing, Cham, 2018. ISBN 978-3-319-55333-7. doi: 10.1007/978-3-319-55333-7\_120.

- Beaulieu, S. F., St-Antoine, J., Artigau, É., Lachapelle, F.-R., Lamontagne, R., et Huot, J. Manuel des observations. 2019. URL <http://omm-astro.ca/obs/manuels-omm/ManuelObservationsOMM.pdf>.
- Blokesz, A., Krzesinski, J., et Kedziora-Chudczer, L. Analysis of putative exoplanetary signatures found in light curves of two sdBV stars observed by Kepler. *A&A*, 627:A86, 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201835003.
- Bodenheimer, P. *Formation of Substellar Objects Orbiting Stars (invited review)*, Brown Dwarfs and Extrasolar Planets, volume 134 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 115. 1998.
- Bond, I. A., Abe, F., Dodd, R. J., Hearnshaw, J. B., Honda, M., Jugaku, J., Kilmartin, P. M., Marles, A., Masuda, K., Matsubara, Y., Muraki, Y., Nakamura, T., Nankivell, G., Noda, S., Noguchi, C., Ohnishi, K., Rattenbury, N. J., Reid, M., Saito, T., ... Yock, P. C. M. Real-time difference imaging analysis of MOA Galactic bulge observations during 2000. *MNRAS*, 327(3):868–880, nov. 2001. doi: 10.1046/j.1365-8711.2001.04776.x.
- Bond, I. A., Udalski, A., Jaroszyski, M., Rattenbury, N. J., Paczynski, B., Soszynski, I., Wyrzykowski, L., Szymanski, M. K., Kubiak, M., Szewczyk, O., ebru, K., Pietrzyski, G., Abe, F., Bennett, D. P., Eguchi, S., Furuta, Y., Hearnshaw, J. B., Kamiya, K., Kilmartin, P. M., ... Yock, P. C. M. OGLE 2003-BLG-235/MOA 2003-BLG-53: A planetary microlensing event. *The Astrophysical Journal*, 606(2):L155–L158, avr. 2004. doi: 10.1086/420928.
- Borucki, W. J. et Summers, A. L. The photometric method of detecting other planetary systems. *Icarus*, 58(1):121–134, avr. 1984. doi: 10.1016/0019-1035(84)90102-7.
- Borucki, W. J., Koch, D., Basri, G., Batalha, N., Brown, T., Caldwell, D., Caldwell, J., Christensen-Dalsgaard, J., Cochran, W. D., DeVore, E., Dunham, E. W., Dupree, A. K., Gautier, T. N., Geary, J. C., Gilliland, R., Gould, A., Howell, S. B., Jenkins, J. M., Kondo, Y., ... Prsa, A. Kepler Planet-Detection Mission: Introduction and First Results. *Science*, 327(5968):977, févr. 2010. doi: 10.1126/science.1185402.

- Boss, A. P., Butler, R. P., Hubbard, W. B., Ianna, P. A., Kürster, M., Lissauer, J. J., Mayor, M., Meech, K. J., Mignard, F., Penny, A. J., et al. Working group on extrasolar planets. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 1(T26A):183–186, 2005. doi: 10.1017/S1743921306004509.
- Bradley, L., Sipócz, B., Robitaille, T., Tollerud, E., Vinícius, Z., Deil, C., Barbary, K., Wilson, T. J., Busko, I., Günther, H. M., Cara, M., Conseil, S., Droettboom, M., Bostroem, A., Bray, E. M., Bratholm, L. A., Lim, P. L., Craig, M., Barentsen, G., ... Weaver, B. A. *astropy/photutils: v0.7.2. Zenodo*, déc. 2019. doi: 10.5281/zenodo.3568287.
- Burrows, A., Sudarsky, D., et Hubeny, I. Spectra and Diagnostics for the Direct Detection of Wide-Separation Extrasolar Giant Planets. *ApJ*, 609(1):407–416, juill. 2004. doi: 10.1086/420974.
- Cabrera, J., Barros, S. C. C., Armstrong, D., Hidalgo, D., Santos, N. C., Almenara, J. M., Alonso, R., Deleuil, M., Demangeon, O., Díaz, R. F., Lendl, M., Pfaff, J., Rauer, H., Santerne, A., Serrano, L. M., et Zucker, S. Disproving the validated planets K2-78b, K2-82b, and K2-92b - The importance of independently confirming planetary candidates. *A&A*, 606:A75, 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201731233.
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., et Mayor, M. Detection of planetary transits across a sun-like star. *The Astrophysical Journal*, 529(1):L45–L48, janv. 2000. doi: 10.1086/312457.
- Charpinet, S., Fontaine, G., Brassard, P., Green, E. M., Van Grootel, V., Randall, S. K., Silvotti, R., Baran, A. S., Østensen, R. H., Kawaler, S. D., et Telting, J. H. A compact system of small planets around a former red-giant star. *Nature*, 480(7378):496–499, 2011. ISSN 1476-4687. doi: 10.1038/nature10631.
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., Zuckerman, B., Mouillet, D., Song, I., Beuzit, J.-L., et Lowrance, P. Giant planet companion to 2MASSW J1207334-393254. *Astronomy and Astrophysics*, 438:L25–L28, août 2005. doi: 10.1051/0004-6361:200500116.

- Claret, A. et Bloemen, S. Gravity and limb-darkening coefficients for the Kepler, CoRoT, Spitzer, uvby, UBVRIJHK, and Sloan photometric systems. *A&A*, 529:A75, mai 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201116451.
- Collins, K. A., Kielkopf, J. F., Stassun, K. G., et Hessman, F. V. ASTROIMAGEJ: IMAGE PROCESSING AND PHOTOMETRIC EXTRACTION FOR ULTRA-PRECISE ASTRONOMICAL LIGHT CURVES. *The Astronomical Journal*, 153(2):77, janv. 2017. doi: 10.3847/1538-3881/153/2/77.
- Conti, D. M. Exoplanet False Positive Detection with Sub-meter Telescopes. 2018. URL <https://astrodennis.com/FalsePositiveDetection.pdf>.
- Conti, D. M. TFOP SG1 Observation Guidelines Revision 6.3.1. oct. 2019. URL [https://astrodennis.com/TFOP\\_SG1\\_Guidelines\\_Latest.pdf](https://astrodennis.com/TFOP_SG1_Guidelines_Latest.pdf).
- Crossfield, I. J. M., Ciardi, D. R., Petigura, E. A., Sinukoff, E., Schlieder, J. E., Howard, A. W., Beichman, C. A., Isaacson, H., Dressing, C. D., Christiansen, J. L., Fulton, B. J., Lépine, S., Weiss, L., Hirsch, L., Livingston, J., Baranec, C., Law, N. M., Riddle, R., Ziegler, C., ... Defreere, D. 197 CANDIDATES AND 104 VALIDATED PLANETS IN K2s FIRST FIVE FIELDS. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 226(1):7, sept. 2016. doi: 10.3847/0067-0049/226/1/7.
- Cumming, A., Butler, R., Marcy, G., Vogt, S., Wright, J., et Fischer, D. The keck planet search: Detectability and the minimum mass and orbital period distribution of extrasolar planets. *Publications of The Astronomical Society of The Pacific*, 120, mars 2008. doi: 10.1086/588487.
- Deeg, H. J. et Alonso, R. *Transit Photometry as an Exoplanet Discovery Method*, Handbook of Exoplanets, pages 633–657. Springer, Cham, 2018. doi: 10.1007/978-3-319-55333-7\_117.
- Donati, J.-F., Kouach, D., Lacombe, M., Baratchart, S., Doyon, R., Delfosse, X., Artigau, É., Moutou, C., Hébrard, G., Bouchy, F., Bouvier, J., Alencar, S., Saddlemyer, L., Parès, L., Rabou, P., Micheau, Y., Dolon, F., Barrick, G., Hernandez, O., ... Pepe, F. *SPIRou: A NIR*

*Spectropolarimeter/High-Precision Velocimeter for the CFHT*, Handbook of Exoplanets, page 107. 2018. doi: 10.1007/978-3-319-55333-7\_107.

Dressing, C. D. et Charbonneau, D. THE OCCURRENCE OF POTENTIALLY HABITABLE PLANETS ORBITING M DWARFS ESTIMATED FROM THE FULL KEPLER DATASET AND AN EMPIRICAL MEASUREMENT OF THE DETECTION SENSITIVITY. *The Astrophysical Journal*, 807(1):45, juin 2015. doi: 10.1088/0004-637x/807/1/45.

Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., et Goodman, J. emcee: The MCMC Hammer. *PASP*, 125(925):306, mars 2013. doi: 10.1086/670067.

Foreman-Mackey, D., Morton, T. D., Hogg, D. W., Agol, E., et Schölkopf, B. THE POPULATION OF LONG-PERIOD TRANSITING EXOPLANETS. *The Astronomical Journal*, 152(6):206, déc. 2016. doi: 10.3847/0004-6256/152/6/206.

Foreman-Mackey, D., Bernhard, J., Hoyer, S., Walker, S., et Angus, R. george v0.3.1. *Zenobo*, janv. 2018. doi: 10.5281/zenodo.1137793.

Fulton, B. J., Petigura, E. A., Howard, A. W., Isaacson, H., Marcy, G. W., Cargile, P. A., Hebb, L., Weiss, L. M., Johnson, J. A., Morton, T. D., Sinukoff, E., Crossfield, I. J. M., et Hirsch, L. A. The California-Kepler Survey. III. a gap in the radius distribution of small planets. *The Astronomical Journal*, 154(3):109, août 2017. doi: 10.3847/1538-3881/aa80eb.

Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Babusiaux, C., Bailer-Jones, C. A. L., Biermann, M., Evans, D. W., Eyer, L., Jansen, F., Jordi, C., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindegren, L., Luri, X., Mignard, F., Panem, C., Pourbaix, D., ... Zwitter, T. Gaia Data Release 2 - Summary of the contents and survey properties. *A&A*, 616:A1, 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201833051.

Grimm, S. L., Demory, B.-O., Gillon, M., Dorn, C., Agol, E., Burdanov, A., Delrez, L., Sestovic, M., Triaud, A. H. M. J., Turbet, M., Bolmont, É., Caldas, A., de Wit, J., Jehin, E., Leconte, J., Raymond, S. N., Van Grootel, V., Burgasser, A. J., Carey, S., ... Queloz, D. The nature of the TRAPPIST-1 exoplanets. *A&A*, 613:A68, mai 2018. doi:

10.1051/0004-6361/201732233.

Henry, G. W., Marcy, G. W., Butler, R. P., et Vogt, S. S. A Transiting “51 Peg–like” Planet. *The Astrophysical Journal*, 529(1):L41–L44, janv. 2000. doi: 10.1086/312458.

Howard, A. W., Sanchis-Ojeda, R., Marcy, G. W., Johnson, J. A., Winn, J. N., Isaacson, H., Fischer, D. A., Fulton, B. J., Sinukoff, E., et Fortney, J. J. A rocky composition for an Earth-sized exoplanet. *Nature*, 503(7476):381–384, 2013. ISSN 1476-4687. doi: 10.1038/nature12767.

Howell, S. B., Sobek, C., Haas, M., Still, M., Barclay, T., Mullally, F., Troeltzsch, J., Aigrain, S., Bryson, S. T., Caldwell, D., Chaplin, W. J., Cochran, W. D., Huber, D., Marcy, G. W., Miglio, A., Najita, J. R., Smith, M., Twicken, J. D., et Fortney, J. J. The K2 mission: Characterization and early results. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 126(938):398–408, avr. 2014. doi: 10.1086/676406.

Irwin, J., Charbonneau, D., Nutzman, P., et Falco, E. The MEarth project: searching for transiting habitable super-Earths around nearby M dwarfs. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 4(S253):37–43, 2008. doi: 10.1017/S1743921308026215.

Jehin, E., Gillon, M., Queloz, D., Magain, P., Manfroid, J., Chantry, V., Lendl, M., Hutsemékers, D., et Udry, S. TRAPPIST: TRAnsiting Planets and Planetesimals Small Telescope. *The Messenger*, 145:2–6, sept. 2011.

Jensen-Clem, R. M. *A Toolbox for Exoplanet Exploration*. PhD thesis, California Institute of Technology, 2017. doi: 10.7907/Z96971M9.

Koch, D. G., Borucki, W. J., Basri, G., Batalha, N. M., Brown, T. M., Caldwell, D., Christensen-Dalsgaard, J., Cochran, W. D., DeVore, E., Dunham, E. W., Gautier, Thomas N., I., Geary, J. C., Gilliland, R. L., Gould, A., Jenkins, J., Kondo, Y., Latham, D. W., Lissauer, J. J., Marcy, G., ... Wu, H. Kepler Mission Design, Realized Photometric Performance, and Early Science. *ApJ*, 713(2):L79–L86, avr. 2010. doi: 10.1088/2041-8205/713/2/L79.

- Konacki, M., Torres, G., Jha, S., et Sasselov, D. D. An extrasolar planet that transits the disk of its parent star. *Nature*, 421(6922):507–509, 2003. ISSN 1476-4687. doi: 10.1038/nature01379.
- Kreidberg, L. batman: BAsic Transit Model cAlculatioN in Python. *PASP*, 127(957):1161, nov. 2015. doi: 10.1086/683602.
- Kreidberg, L. *Exoplanet Atmosphere Measurements from Transmission Spectroscopy and Other Planet Star Combined Light Observations*, Handbook of Exoplanets, pages 1–23. Springer, Cham, 2017. doi: 10.1007/978-3-319-30648-3\_100-1.
- Krzyszinski, J. Planetary candidates around the pulsating sdB star KIC7616 considered doubtful. *A&A*, 581:A7, 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201526346.
- Macintosh, B., Graham, J. R., Ingraham, P., Konopacky, Q., Marois, C., Perrin, M., Poyneer, L., Bauman, B., Barman, T., Burrows, A. S., Cardwell, A., Chilcote, J., De Rosa, R. J., Dillon, D., Doyon, R., Dunn, J., Erikson, D., Fitzgerald, M. P., Gavel, D., ... Wolff, S. First light of the gemini planet imager. *Proceedings of the National Academy of Sciences*, 111(35):12661–12666, 2014. ISSN 0027-8424. doi: 10.1073/pnas.1304215111.
- Malbet, F. et Sozzetti, A. *Astrometry as an Exoplanet Discovery Method*, Handbook of Exoplanets, pages 1–16. Springer International Publishing, Cham, 2018. ISBN 978-3-319-30648-3. doi: 10.1007/978-3-319-30648-3\_196-1.
- Marley, M. S., Fortney, J. J., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et Lissauer, J. J. On the luminosity of young jupiters. *The Astrophysical Journal*, 655(1):541–549, janv. 2007. doi: 10.1086/509759.
- Marois, C., Lafrenière, D., Doyon, R., Macintosh, B., et Nadeau, D. Angular differential imaging: A powerful high-contrast imaging technique. *The Astrophysical Journal*, 641(1): 556–564, avr. 2006. doi: 10.1086/500401.
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., Zuckerman, B., Song, I., Patience, J., Lafrenière, D., et Doyon, R. Direct Imaging of Multiple Planets Orbiting the Star HR 8799. *Science*, 322(5906):1348, nov. 2008. doi: 10.1126/science.1166585.

- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., et Barman, T. Images of a fourth planet orbiting HR 8799. *Nature*, 468(7327):1080–1083, 2010. ISSN 1476-4687. doi: 10.1038/nature09684.
- Mayor, M. et Queloz, D. A jupiter-mass companion to a solar-type star. *Nature*, 378(6555): 355–359, 1995. ISSN 1476-4687. doi: 10.1038/378355a0.
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., Udry, S., Ségransan, D., Pepe, F., Benz, W., Bertaux, J. L., Bouchy, F., Dumusque, X., Curto, G. L., Mordasini, C., Queloz, D., et Santos, N. C. The HARPS search for southern extra-solar planets xxxiv. occurrence, mass distribution and orbital properties of super-Earths and Neptune-mass planets. 2011.
- Merline, W. J. et Howell, S. B. A realistic model for point-sources imaged on array detectors: The model and initial results. *Experimental Astronomy*, 6:163–210, janv. 1995. doi: 10.1007/BF00421131.
- Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., Golimowski, D. A., Matthews, K., et Durrance, S. T. Discovery of a cool brown dwarf. *Nature*, 378(6556):463–465, 1995. ISSN 1476-4687. doi: 10.1038/378463a0.
- Nesvorný, D., Kipping, D. M., Buchhave, L. A., Bakos, G. Á., Hartman, J., et Schmitt, A. R. The Detection and Characterization of a Nontransiting Planet by Transit Timing Variations. *Science*, 336(6085):1133–1136, 2012. doi: 10.1126/science.1221141.
- Odrzywolek, A. et Rafelski, J. Classification of exoplanets according to density. *Acta Physica Polonica B*, 49, déc. 2016. doi: 10.5506/APhysPolB.49.1917.
- Owen, J. E. et Wu, Y. The Evaporation Valley in the Kepler Planets. *The Astrophysical Journal*, 847(1):29, sept. 2017. doi: 10.3847/1538-4357/aa890a.
- Pecaut, M. J. et Mamajek, E. E. INTRINSIC COLORS, TEMPERATURES, AND BOLOMETRIC CORRECTIONS OF PRE-MAIN-SEQUENCE STARS. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 208(1):9, sept. 2013. doi: 10.1088/0067-0049/208/1/9.

- Pepper, J., Pogge, R. W., DePoy, D. L., Marshall, J. L., Stanek, K. Z., Stutz, A. M., Poindexter, S., Siverd, R., O'Brien, T. P., Trueblood, M., et Trueblood, P. The Kilodegree Extremely Little Telescope (KELT): A Small Robotic Telescope for Large-Area Synoptic Surveys. *PASP*, 119(858):923–935, août 2007. doi: 10.1086/521836.
- Perryman, M. *The Exoplanet Handbook*. Cambridge University Press, 2011. doi: 10.1017/CBO9780511994852.
- Perryman, M. *The Exoplanet Handbook*. Cambridge University Press, 2nd edition, 2018. doi: 10.1017/9781108304160.
- Perryman, M., Hartman, J., Bakos, G. Á., et Lindgren, L. ASTROMETRIC EXOPLANET DETECTION WITH GAIA. *The Astrophysical Journal*, 797(1):14, nov. 2014. doi: 10.1088/0004-637x/797/1/14.
- Pinte, C., van der Plas, G., Ménard, F., Price, D. J., Christiaens, V., Hill, T., Mentiplay, D., Ginski, C., Choquet, E., Boehler, Y., Duchêne, G., Perez, S., et Casassus, S. Kinematic detection of a planet carving a gap in a protoplanetary disk. *Nature Astronomy*, 3(12): 1109–1114, 2019. ISSN 2397-3366. doi: 10.1038/s41550-019-0852-6.
- Pollacco, D. L., Skillen, I., Cameron, A. C., Christian, D. J., Hellier, C., Irwin, J., Lister, T. A., Street, R. A., West, R. G., Anderson, D., Clarkson, W. I., Deeg, H., Enoch, B., Evans, A., Fitzsimmons, A., Haswell, C. A., Hodgkin, S., Horne, K., Kane, S. R., ... Wilson, D. M. The WASP project and the SuperWASP cameras. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118(848):1407–1418, oct. 2006. doi: 10.1086/508556.
- Pueyo, L. *Direct Imaging as a Detection Technique for Exoplanets*, Handbook of Exoplanets, page 10. 2018. doi: 10.1007/978-3-319-55333-7\_10.
- Qian, S.-B., Liao, W.-P., Zhu, L.-Y., et Dai, Z.-B. DETECTION OF a GIANT EXTRA-SOLAR PLANET ORBITING THE ECLIPSING POLAR DP LEO. *The Astrophysical Journal*, 708(1):L66–L68, déc. 2009. doi: 10.1088/2041-8205/708/1/L66.
- Rasmussen, C. E. et Williams, C. K. I. *Gaussian processes for machine learning*. the MIT Press, 2006. ISBN 026218253X.

- Ricker, G., Winn, J., Vanderspek, R., Latham, D., Bakos, G., Bean, J., Berta-Thompson, Z., Brown, T., Buchhave, L., Butler, N., Butler, R., Chaplin, W., Charbonneau, D., Christensen-Dalsgaard, J., Clampin, M., Deming, D., Doty, J., De Lee, N., Dressing, C. et Villasenor, J. The Transiting Exoplanet Survey Satellite. *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1, juin 2014. doi: 10.1117/1.JATIS.1.1.014003.
- Sahlmann, J., Lazorenko, P. F., Ségransan, D., Martín, E. L., Queloz, D., Mayor, M., et Udry, S. Astrometric orbit of a low-mass companion to an ultracool dwarf. *A&A*, 556: A133, 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201321871.
- Santerne, A., Díaz, R. F., Almenara, J. M., Lethuillier, A., Deleuil, M., et Moutou, C. *Astrophysical false positives in exoplanet transit surveys: why do we need bright stars ?*, SF2A-2013: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics, pages 555–560. nov. 2013.
- Santerne, A., Moutou, C., Tsantaki, M., Bouchy, F., Hébrard, G., Adibekyan, V., Almenara, J., Amard, L., Barros, S., Boisse, I., Bonomo, A., Bruno, G., Courcol, B., Deleuil, M., Demangeon, O., Díaz, R., Guillot, T., Havel, M., Montagnier, G. et Santos, N. SOPHIE velocimetry of Kepler transit candidates XVII. the physical properties of giant exoplanets within 400 days of period. *Astronomy Astrophysics*, 587, nov. 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201527329.
- Silvotti, R., Schuh, S., Janulis, R., Solheim, J.-E., Bernabei, S., Østensen, R., Oswald, T. D., Bruni, I., Gualandi, R., Bonanno, A., Vauclair, G., Reed, M., Chen, C.-W., Leibowitz, E., Paparo, M., Baran, A., Charpinet, S., Dolez, N., Kawaler, S., ... Zola, S. A giant planet orbiting the 'extreme horizontal branch' star V 391 Pegasi. *Nature*, 449(7159):189–191, 2007. ISSN 1476-4687. doi: 10.1038/nature06143.
- Sozzetti, A. et Bruijne, J. d. *Space Astrometry Missions for Exoplanet Science: Gaia and the Legacy of Hipparcos*, Handbook of Exoplanets, pages 1–24. Springer International Publishing, Cham, 2017. ISBN 978-3-319-30648-3. doi: 10.1007/978-3-319-30648-3\_81-1.
- Spiegel, D. S. et Burrows, A. Spectral and Photometric Diagnostics of Giant Planet Formation Scenarios. *ApJ*, 745(2):174, févr. 2012. doi: 10.1088/0004-637X/745/2/174.

- Stassun, K. G., Oelkers, R. J., Pepper, J., Paegert, M., De Lee, N., Torres, G., Latham, D. W., Charpinet, S., Dressing, C. D., Huber, D., Kane, S. R., Lépine, S., Mann, A., Muirhead, P. S., Rojas-Ayala, B., Silvotti, R., Fleming, S. W., Levine, A., et Plavchan, P. The TESS Input Catalog and Candidate Target List. *AJ*, 156(3):102, sept. 2018. doi: 10.3847/1538-3881/aad050.
- Stassun, K. G., Oelkers, R. J., Paegert, M., Torres, G., Pepper, J., De Lee, N., Collins, K., Latham, D. W., Muirhead, P. S., Chittidi, J., Rojas-Ayala, B., Fleming, S. W., Rose, M. E., Tenenbaum, P., Ting, E. B., Kane, S. R., Barclay, T., Bean, J. L., Brassuer, C. E., ... Winn, J. N. The Revised TESS Input Catalog and Candidate Target List. *AJ*, 158(4): 138, oct. 2019. doi: 10.3847/1538-3881/ab3467.
- Stetson, P. B. DAOPHOT: A Computer Program for Crowded-Field Stellar Photometry. *PASP*, 99:191, mars 1987. doi: 10.1086/131977.
- Stevens, D. J. et Gaudi, B. S. A posteriori transit probabilities. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125(930):933–950, 2013. doi: 10.1086/672572.
- Sullivan, P. W., Winn, J. N., Berta-Thompson, Z. K., Charbonneau, D., Deming, D., Dressing, C. D., Latham, D. W., Levine, A. M., McCullough, P. R., Morton, T., Ricker, G. R., Vanderspek, R., et Woods, D. The Transiting Exoplanet Survey Satellite: Simulations of Planet Detections and Astrophysical False Positives. *ApJ*, 809(1):77, août 2015. doi: 10.1088/0004-637X/809/1/77.
- Sumi, T., Bennett, D. P., Bond, I. A., Abe, F., Botzler, C. S., Fukui, A., Furusawa, K., Itow, Y., Ling, C. H., Masuda, K., Matsubara, Y., Muraki, Y., Ohnishi, K., Rattenbury, N., Saito, T., Sullivan, D. J., Suzuki, D., Sweatman, W. L., Tristram, P. J., ... and, P. C. M. Y. THE MICROLENSING EVENT RATE AND OPTICAL DEPTH TOWARD THE GALACTIC BULGE FROM MOA-II. *The Astrophysical Journal*, 778(2):150, nov. 2013. doi: 10.1088/0004-637x/778/2/150.
- Talens, G. J. J., Spronck, J. F. P., Lesage, A.-L., Otten, G. P. P. L., Stuik, R., Pollacco, D., et Snellen, I. A. G. The Multi-site All-Sky CAmERA (MASCARA) - Finding transiting exoplanets around bright ( $m_V < 8$ ) stars. *A&A*, 601:A11, 2017. doi: 10.1051/0004-6361/

201630319.

- Tuomi, M., Jones, H. R. A., Butler, R. P., Arriagada, P., Vogt, S. S., Burt, J., Laughlin, G., Holden, B., Shectman, S. A., Crane, J. D., Thompson, I., Keiser, S., Jenkins, J. S., Berdiñas, Z., Diaz, M., Kiraga, M., et Barnes, J. R. Frequency of planets orbiting m dwarfs in the solar neighbourhood, 2019. 1906.04644, arXiv, astro-ph.EP.
- Udalski, A. The Optical Gravitational Lensing Experiment. Real Time Data Analysis Systems in the OGLE-III Survey. *Acta Astronomica*, 53(4):291–305, 2003.
- Wildi, F., Blind, N., Reshetov, V., Hernandez, O., Genolet, L., Conod, U., Sordet, M., Segovilla, A., Rasilla, J. L., Brousseau, D., Thibault, S., Delabre, B., Bandy, T., Sarajlic, M., Cabral, A., Bovay, S., Vallée, P., Bouchy, F., Doyon, R., ... Saddlemyer, L. , *Techniques and Instrumentation for Detection of Exoplanets VIII*, volume 10400, pages 321 – 335. International Society for Optics and Photonics, SPIE, 2017. doi: 10.1117/12.2275660.
- Winn, J. N. Measuring accurate transit parameters. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 4(S253):99–109, 2008. doi: 10.1017/S174392130802629X.
- Winn, J. N. *Planet Occurrence: Doppler and Transit Surveys*, Handbook of Exoplanets, pages 1949–1966. Springer, Cham, 2018. doi: 10.1007/978-3-319-55333-7\_195.
- Wolszczan, A. Confirmation of earth-mass planets orbiting the millisecond pulsar PSR B1257 + 12. *Science*, 264(5158):538–542, 1994. ISSN 0036-8075. doi: 10.1126/science.264.5158.538.
- Wolszczan, A. et Frail, D. A. A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12. *Nature*, 355(6356):145–147, 1992. ISSN 1476-4687. doi: 10.1038/355145a0.

# Annexe A

---

## iExoView

Une figure interactive en ligne au nom d'iExoView (*Interactive Exoplanet Viewer*, [www.astro.umontreal.ca/~charles/iExoView.html](http://www.astro.umontreal.ca/~charles/iExoView.html)) a été développée durant cette maîtrise en collaboration avec Antoine Darveau-Bernier, René Doyon et David Lafrenière. Le but de cet outil est de réunir en un seul endroit, et ce de manière interactive, les paramètres importants des exoplanètes connus dans la littérature, particulièrement ceux soutirés des méthodes du transit et de la vitesse radiale, mais également d'estimer les paramètres qui sont manquants ou inconnus. Ces estimations sont un bon moyen de juger de la faisabilité d'une étude additionnelle sur une cible quelconque, par exemple en vélocimétrie avec la demi-amplitude  $K$  (Eqn 1.2) des exoplanètes sans mesure de masse ou bien en spectroscopie de transit avec la grandeur du signal atmosphérique  $\delta_\lambda$  (Eqn 1.9) des exoplanètes transitantes. La liste des paramètres disponibles dans iExoView et la démarche pour leur estimation si nécessaire sont présentées dans le document d'aide de cet outil (en anglais, [www.astro.umontreal.ca/~charles/iExoView\\_Help.pdf](http://www.astro.umontreal.ca/~charles/iExoView_Help.pdf)). Au total, ceci concerne trois séries de données :

- (1) Les exoplanètes transitantes avec une mesure de masse dont les paramètres proviennent de la *NASA Exoplanet Archive* via l'outil `masterfile` développé par Antoine Darveau-Bernier ([github.com/AntoineDarveau/masterfile](https://github.com/AntoineDarveau/masterfile)).
- (2) Les objets d'intérêt de TESS qui ne sont actuellement pas classifiés de faux positif dont les paramètres proviennent d'ExoFOP.
- (3) Les exoplanètes confirmées de la mission K2 sans mesure de masse dont les paramètres proviennent de la *NASA Exoplanet Archive* via l'outil `masterfile`.

La Figure A.1 montre l'interface d'iExoView qui contient plusieurs éléments (à gauche) pour classer, filtrer et chercher les exoplanètes confirmées ou candidates, ainsi qu'un graphique (à droite) pour afficher les points de données qui respectent les contraintes imposées par l'utilisateur. Parmi ces options de classification offertes, on y retrouve :

- Le choix des paramètres pour l'axe des abscisses et l'axe des ordonnées.
- La possibilité d'inverser le sens de ces axes.
- L'imposition de contraintes sur l'ascension droite, la déclinaison, la température effective et le rayon planétaire des cibles.
- Le choix d'afficher une seule ou une combinaison des trois séries de données disponibles.
- Un moteur de recherche.

La couleur d'un point de données est reliée à la température d'équilibre de l'exoplanète, alors que sa taille est proportionnelle à la magnitude  $J$  de son étoile hôte. Les paramètres connus et/ou estimés d'une cible s'obtiennent en plaçant le curseur sur son point de données, ce qui ouvre un tableau. Une dernière fonctionnalité importante d'iExoView est la mise à jour automatique des données au début de chaque semaine. Ceci assure la présentation des valeurs les plus actuelles des paramètres, mais surtout d'exclure les TOI désormais considérés faux positifs.

### iExoView: The Interactive Exoplanet Viewer

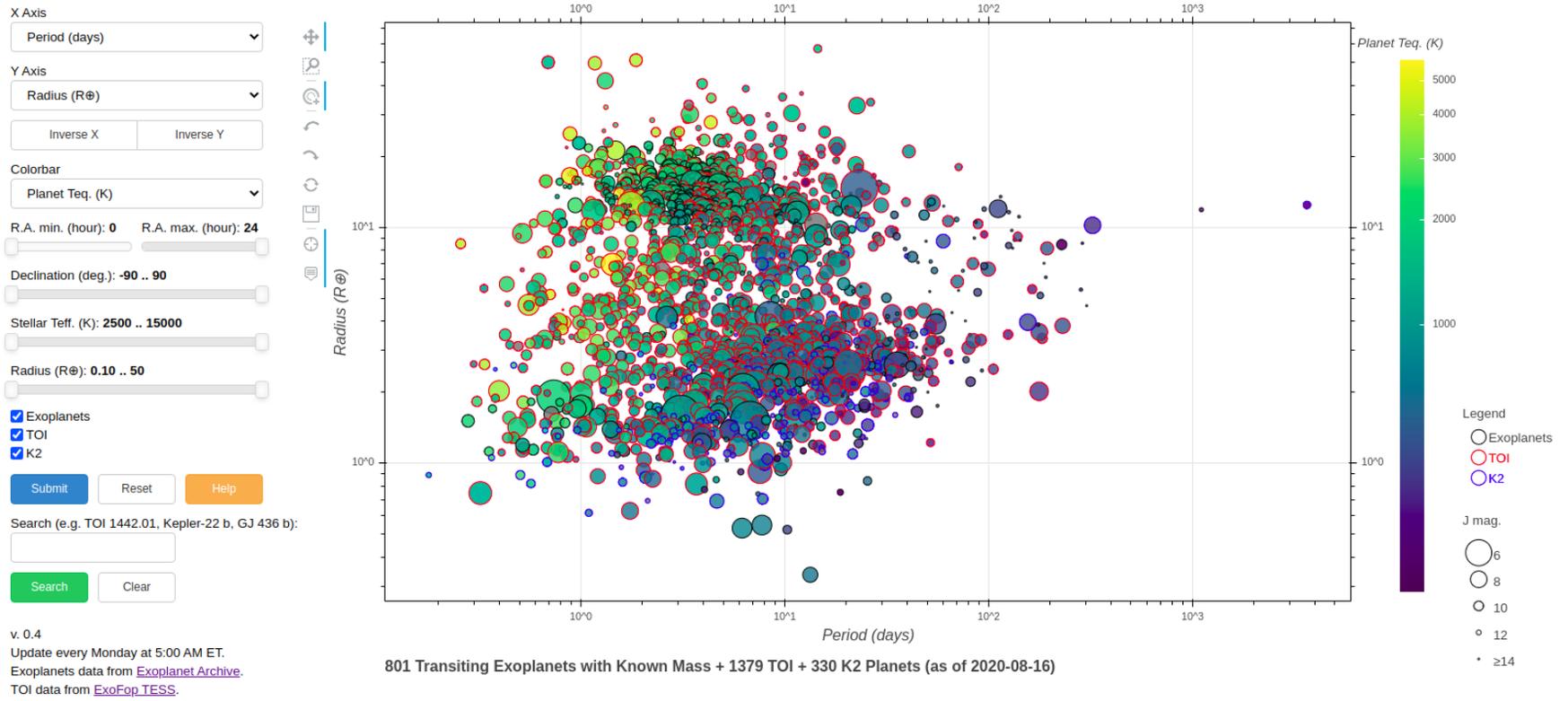


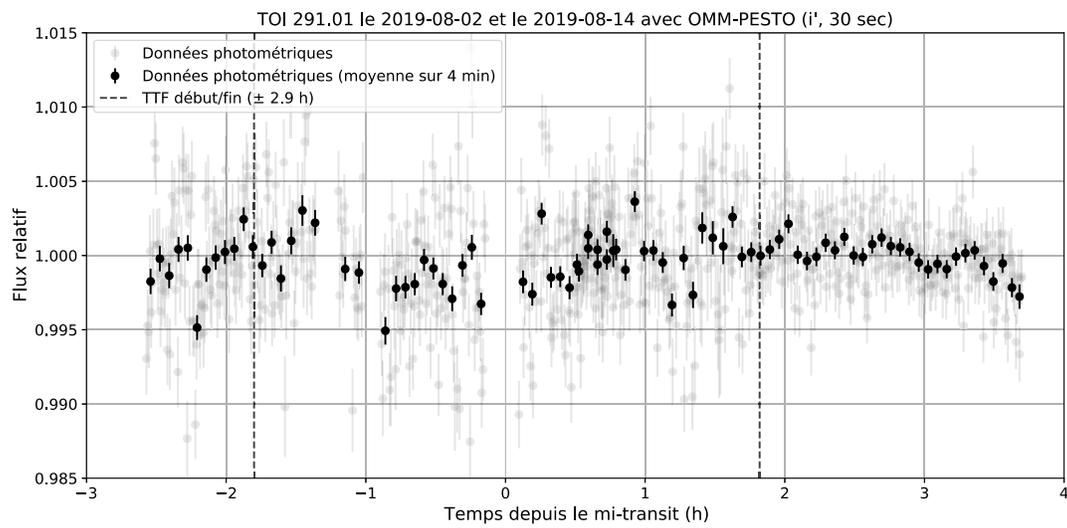
Figure A.1. Capture d'écran d'iExoView (en date du 16 août 2020).



# Annexe B

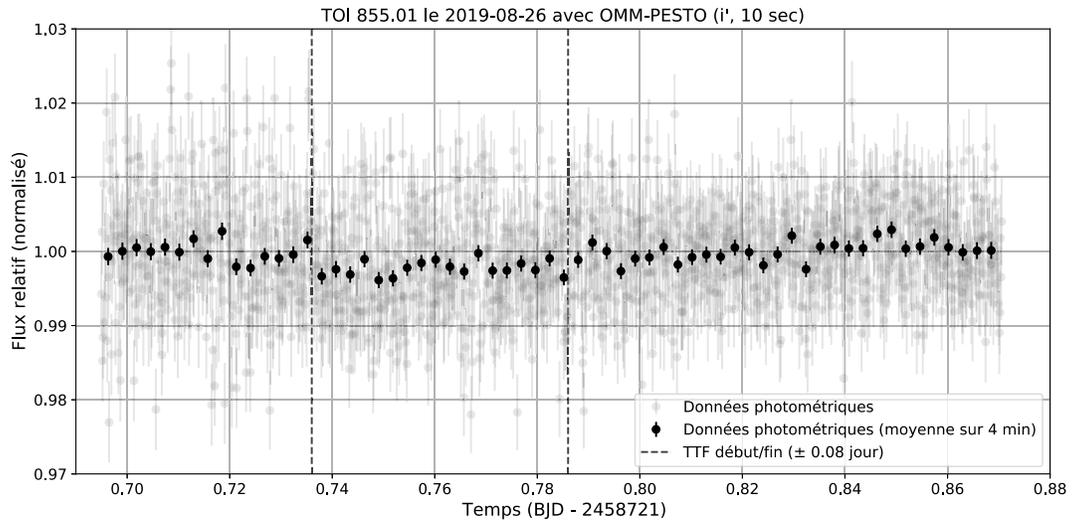
## Courbes de lumière et distributions *a posteriori*

TOI 291.01

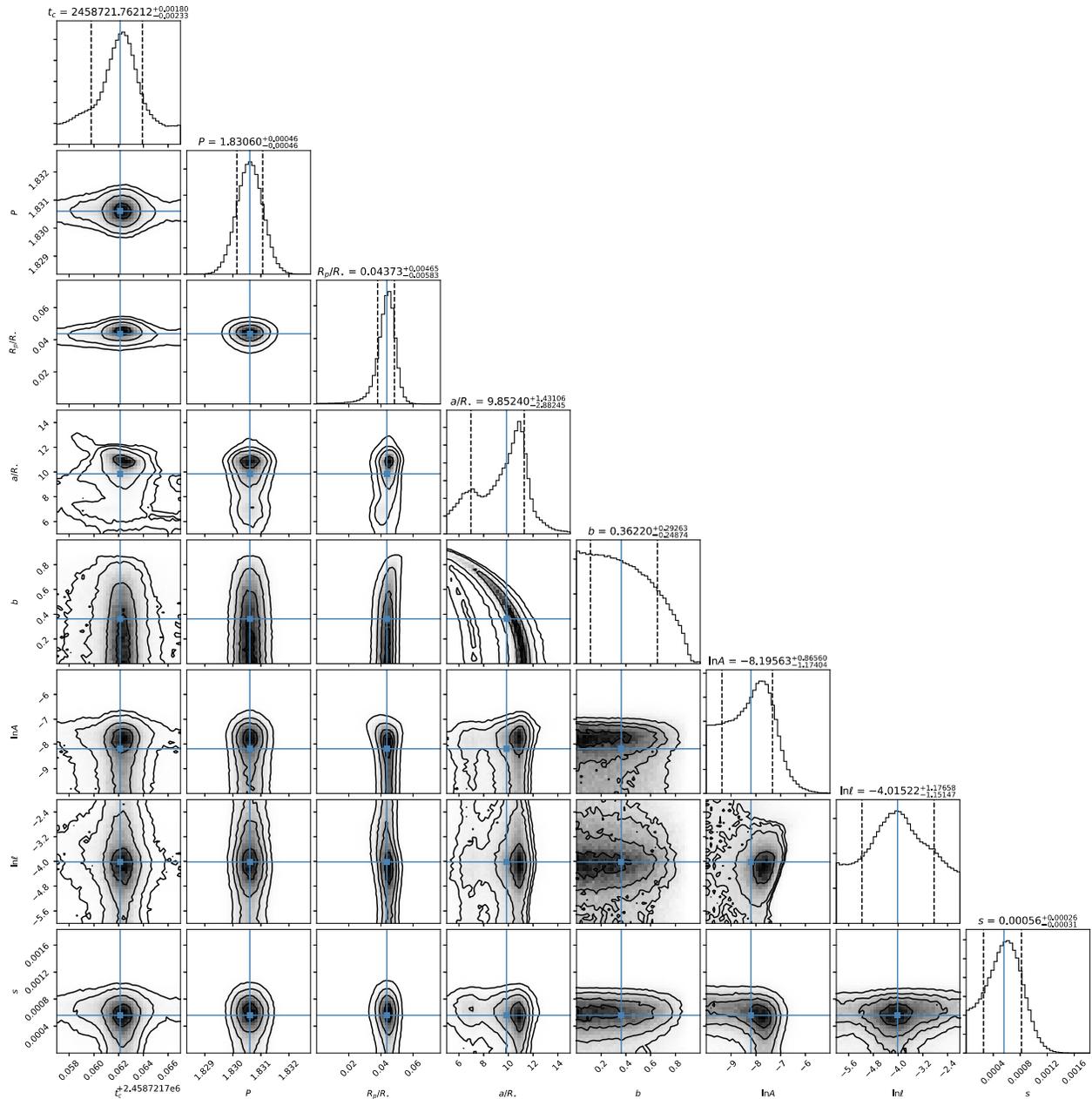


**Figure B.1.** Courbe de lumière repliée sur la période  $P = 12.07397$  jours (et valeurs moyennes sur 4 min) de TOI 291 le 2 août 2019 et le 14 août 2019. Les traits en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

## TOI 855.01

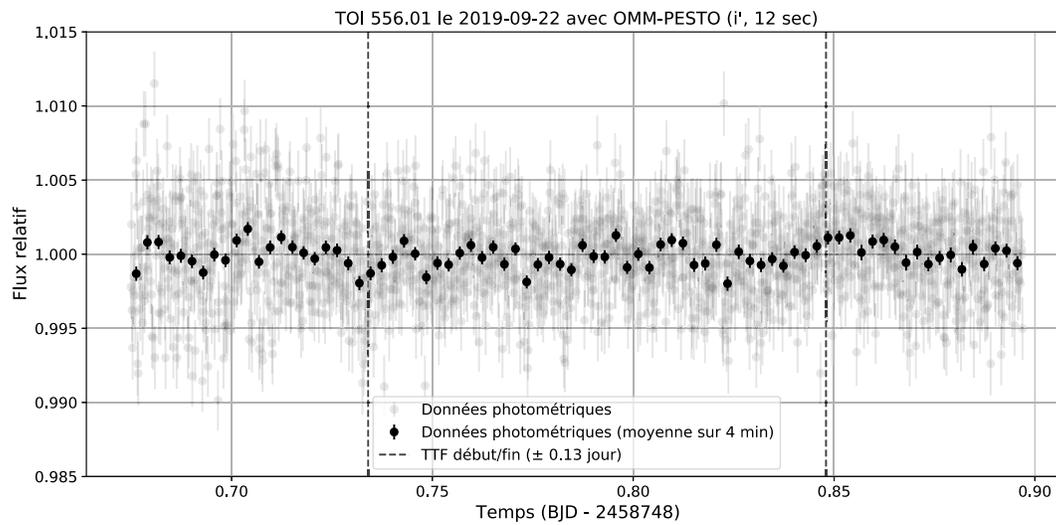


**Figure B.2.** Courbe de lumière (et valeurs moyennes sur 4 min) de TOI 855 le 26 août 2019. Les traits en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.



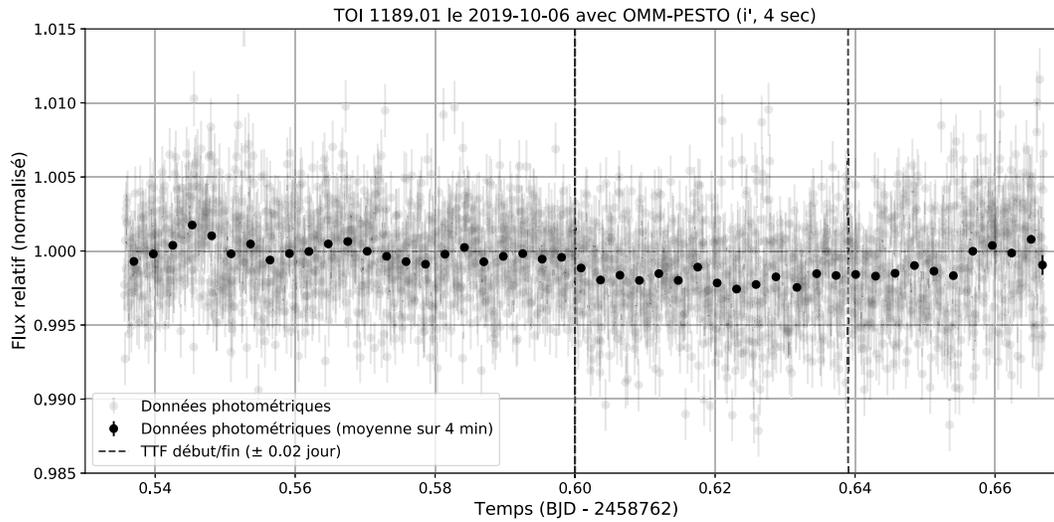
**Figure B.3.** Distributions *a posteriori* jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 855 (Figure 2.9).

## TOI 556.01

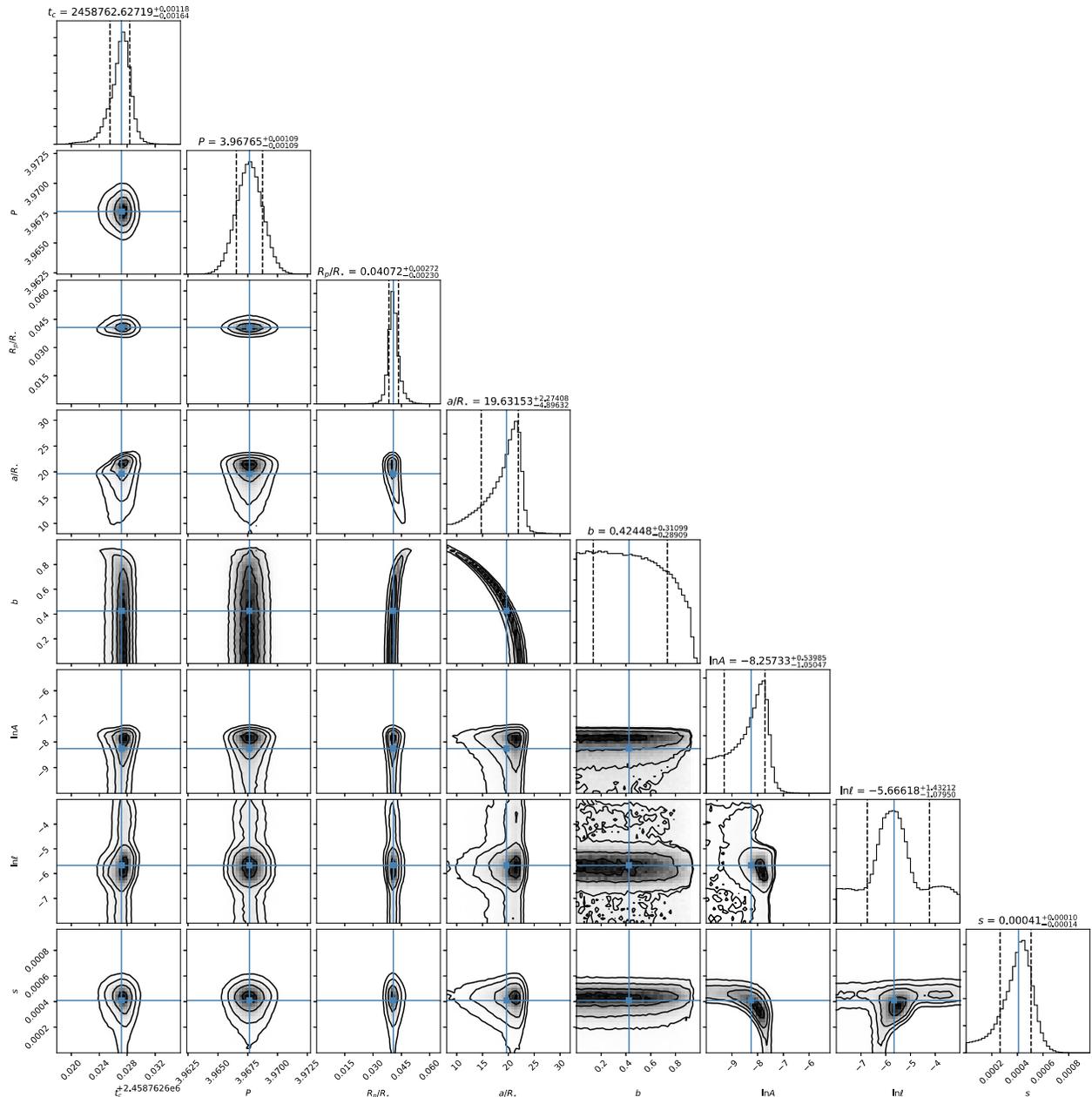


**Figure B.4.** Courbe de lumière (et valeurs moyennes sur 4 min) de TOI 556 le 22 septembre 2019. Les traits en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

## TOI 1189.01

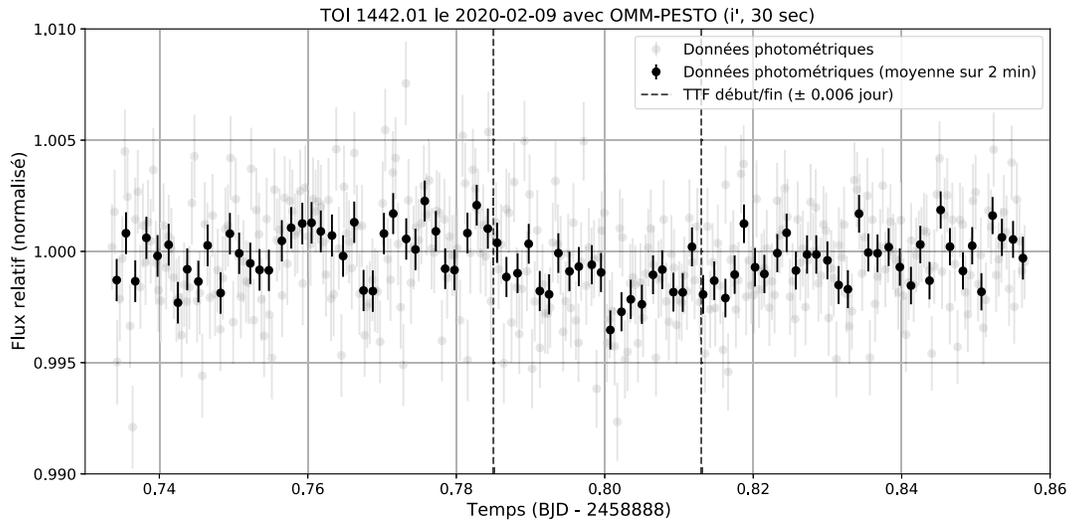


**Figure B.5.** Courbe de lumière (et valeurs moyennes sur 4 min) de TOI 1189 le 6 octobre 2019. Les traits en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

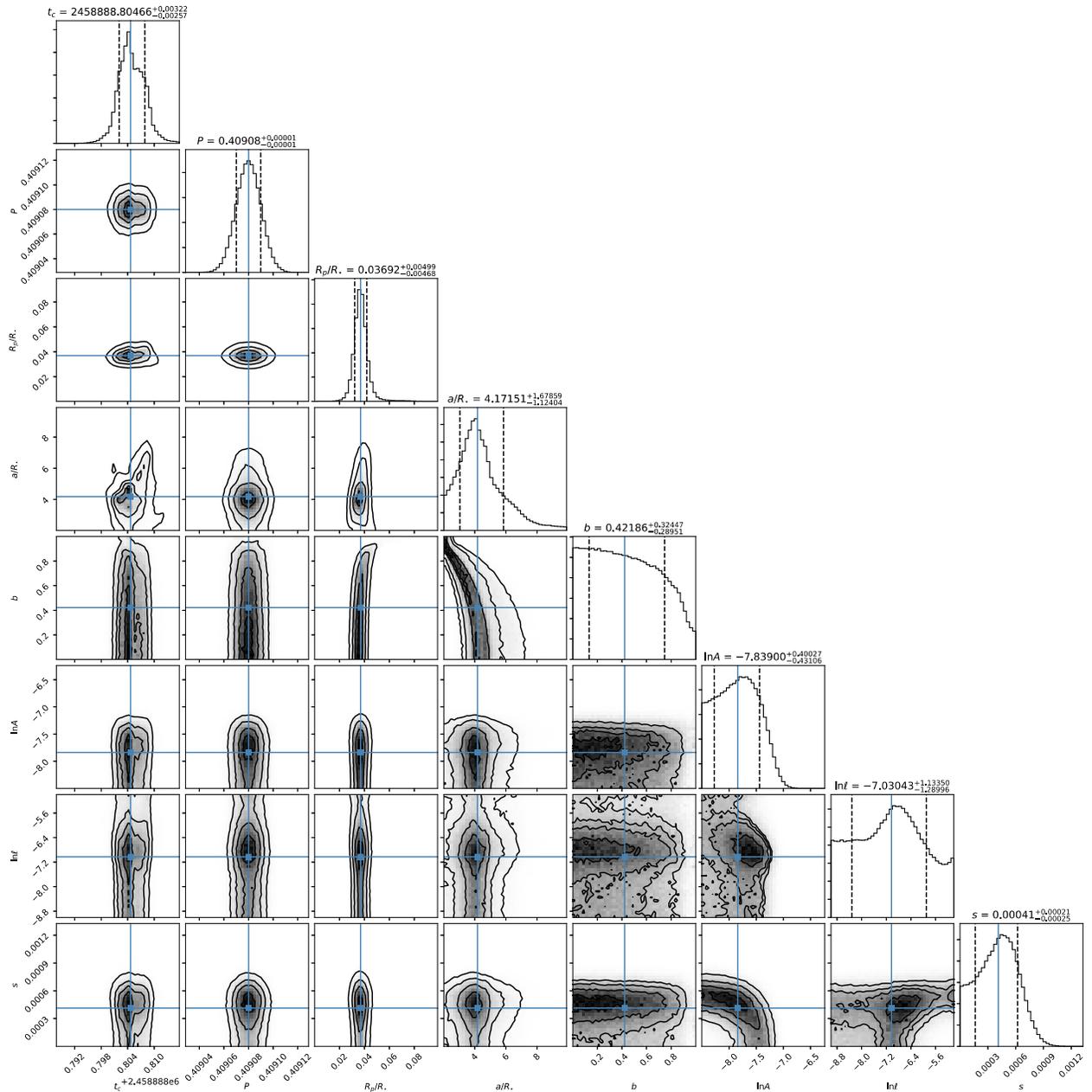


**Figure B.6.** Distributions *a posteriori* jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 1189 (Figure 2.10).

## TOI 1442.01



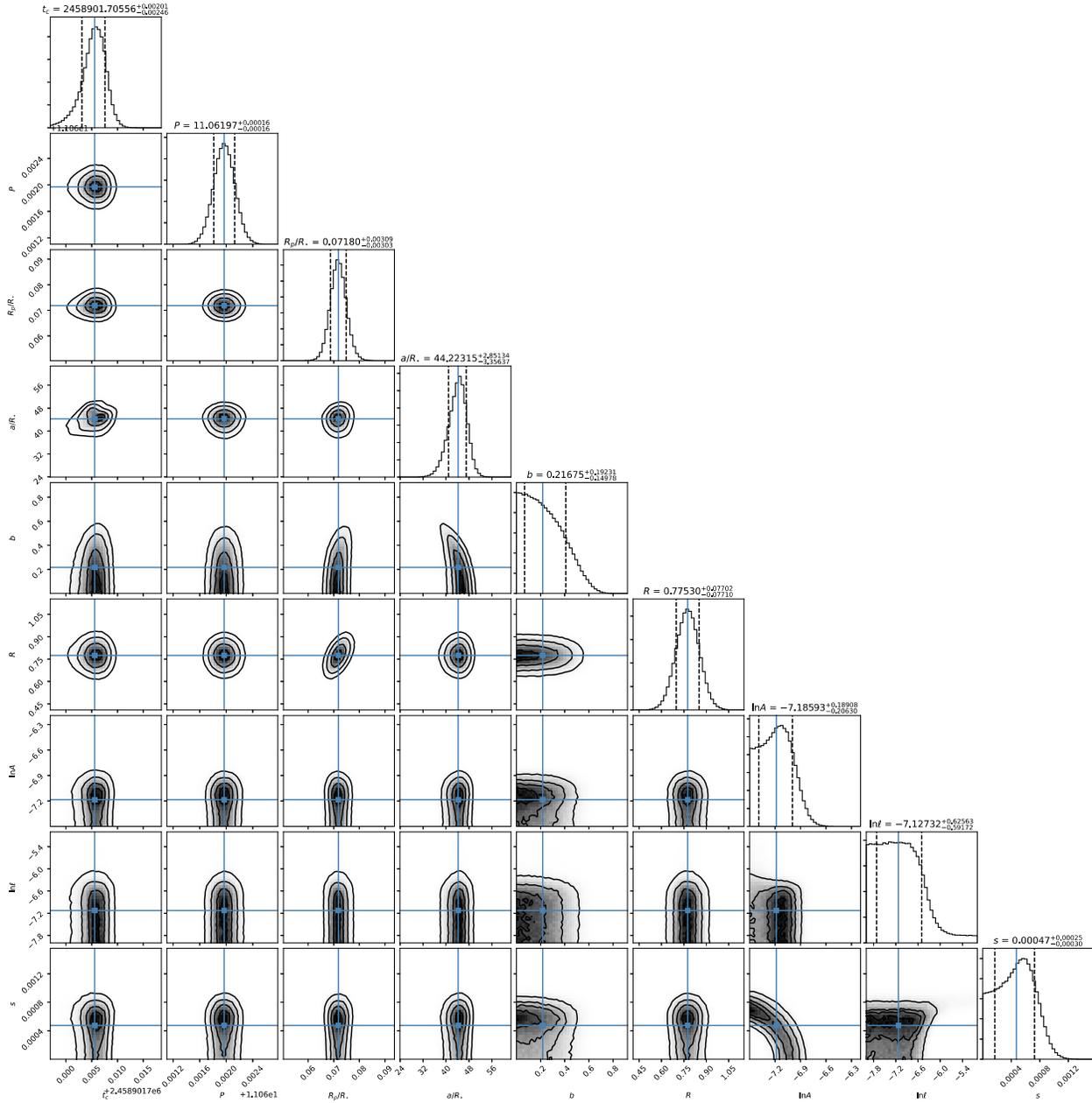
**Figure B.7.** Courbe de lumière (et valeurs moyennes sur 2 min) de TOI 1442 le 9 février 2020. Les traits en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.



**Figure B.8.** Distributions *a posteriori* jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 1442 (Figure 2.11).

TOI 1452.01 et TOI 1760.01 (photométrie d'ouverture différentielle)

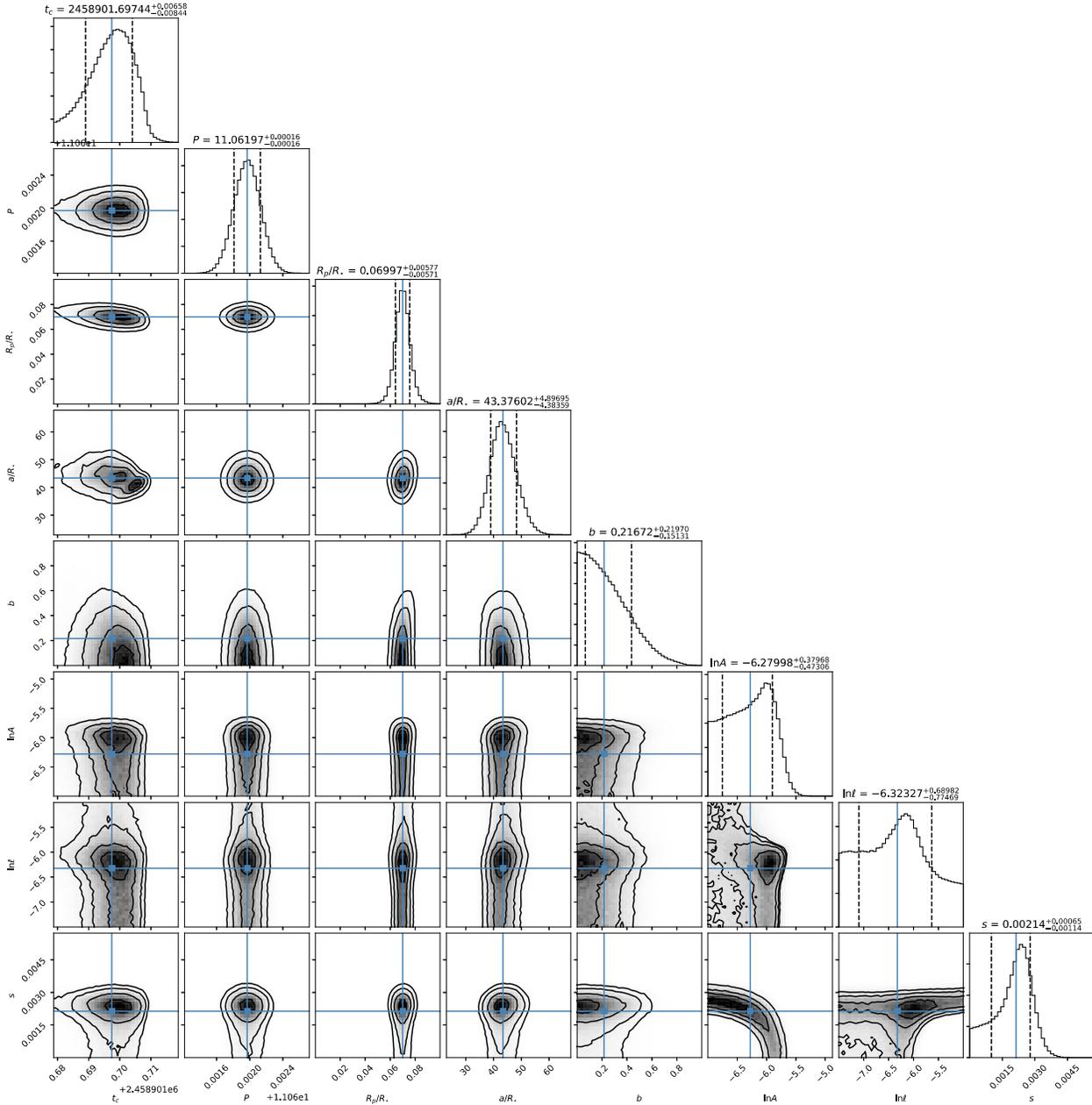
Courbes de lumière à la sous-section 2.3.2.1.



**Figure B.9.** Distributions *a posteriori* jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint (transit + GP) de la courbe de lumière combinée de TOI 1452 et TOI 1760 (Figure 2.15).

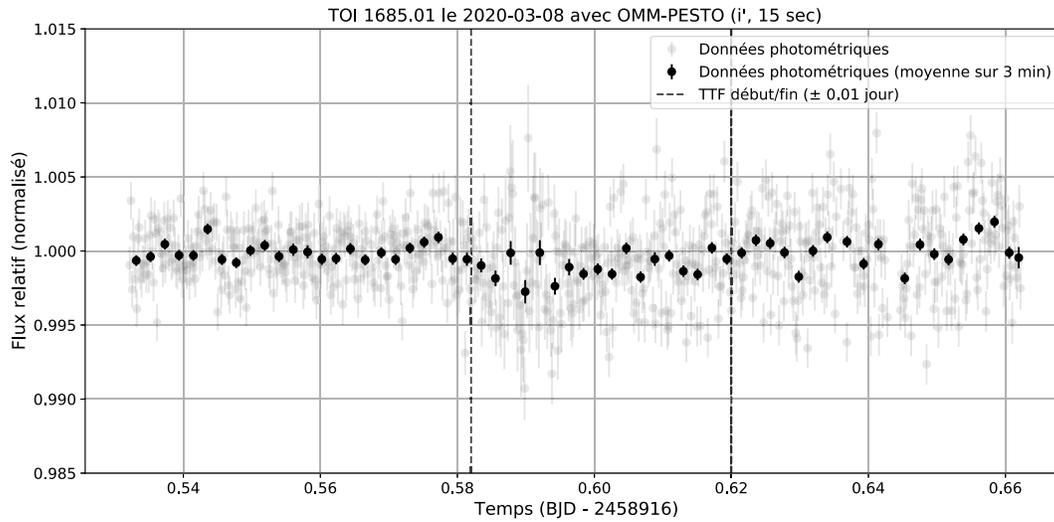
TOI 1452.01 (photométrie par ajustement de la PSF)

Courbes de lumière à la sous-section 2.3.2.2.

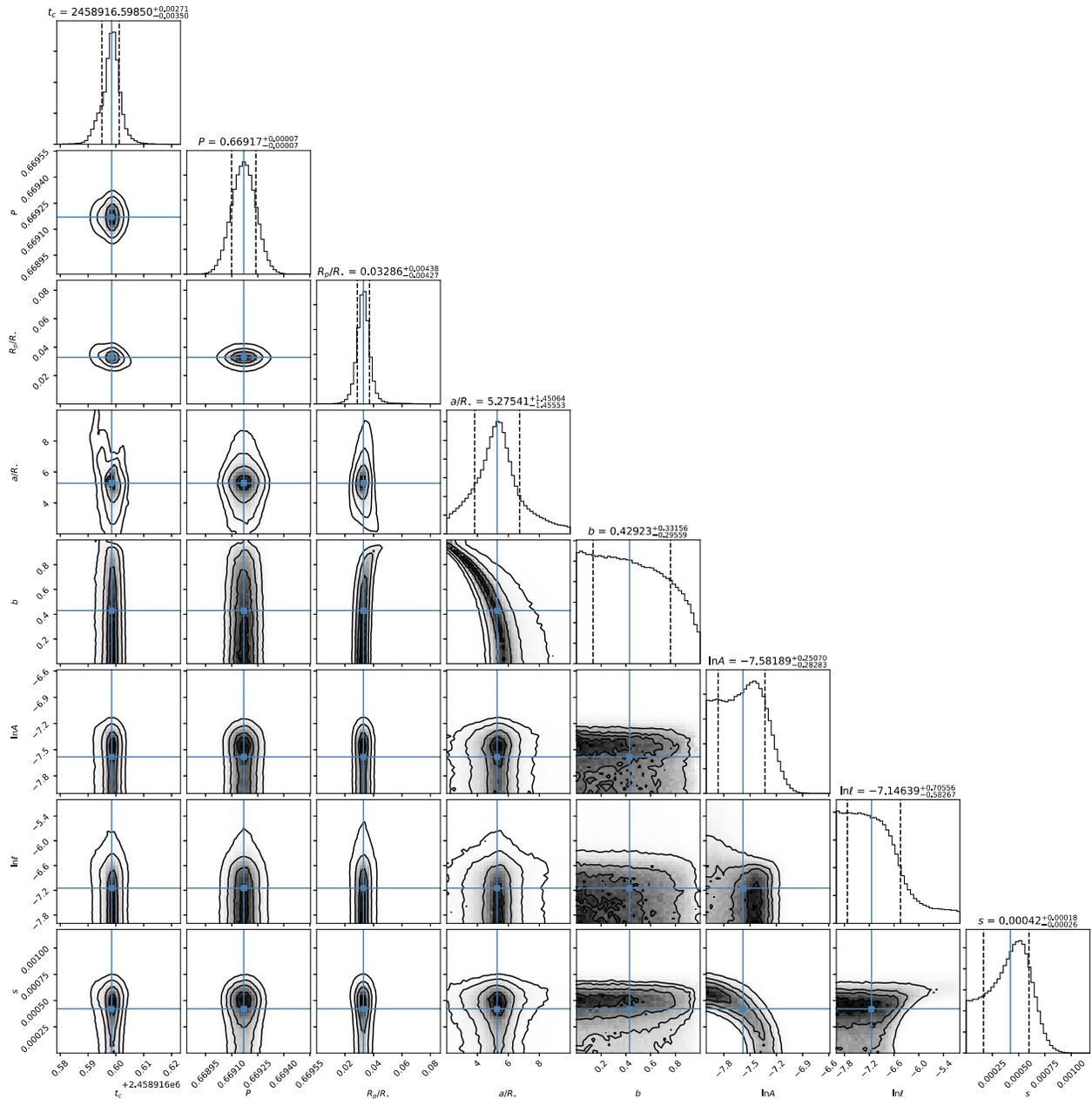


**Figure B.10.** Distributions *a posteriori* jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint (transit + GP) de la courbe de lumière non contaminée de TOI 1452 (Figure 2.17).

## TOI 1685.01

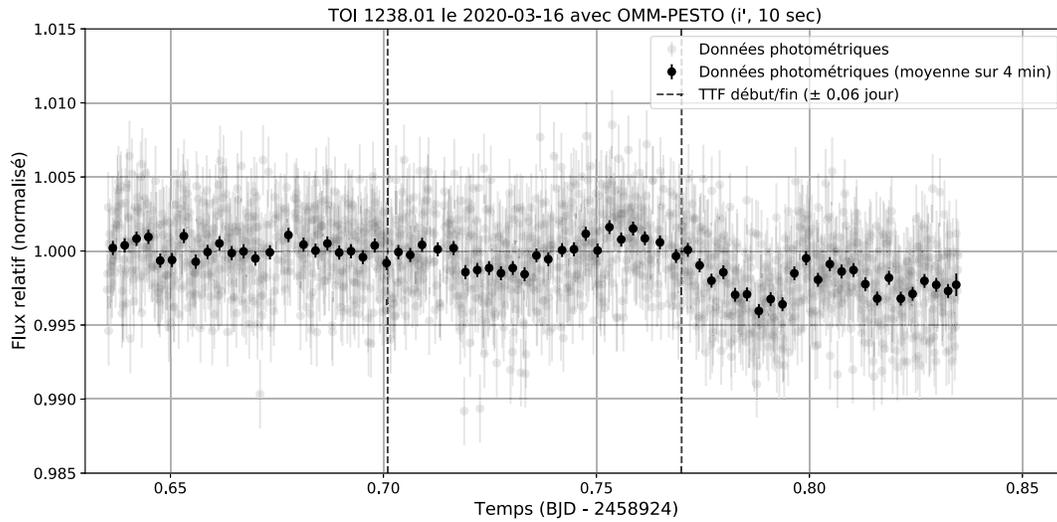


**Figure B.11.** Courbe de lumière (et valeurs moyennes sur 3 min) de TOI 1685 le 8 mars 2020. Les traits en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.

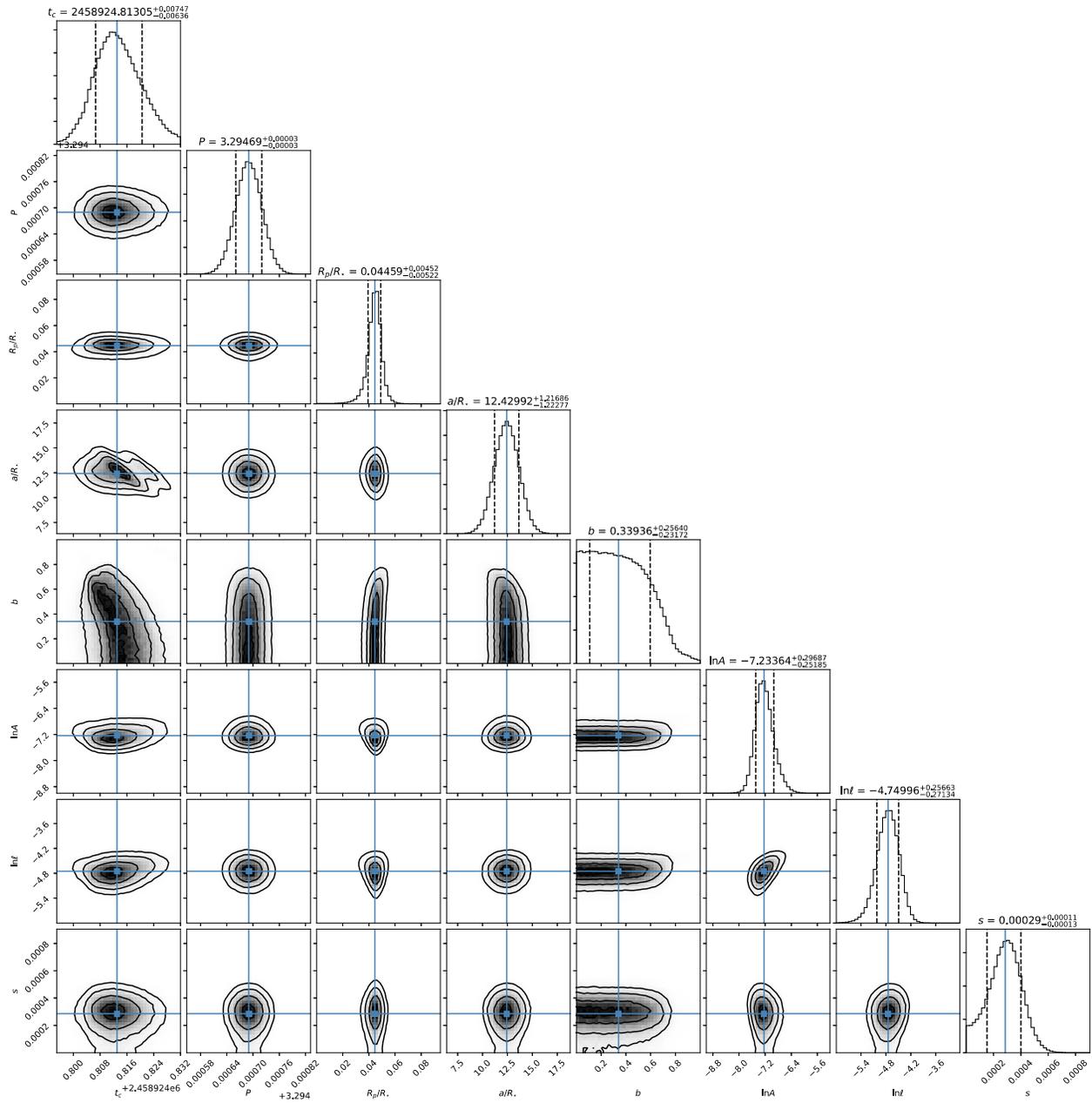


**Figure B.12.** Distributions *a posteriori* jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 1685 (Figure 2.12).

## TOI 1238.01



**Figure B.13.** Courbe de lumière (et valeurs moyennes sur 4 min) de TOI 1238 le 16 mars 2020. Les traits en tirets montrent le début et la fin attendus du transit.



**Figure B.14.** Distributions *a posteriori* jointes et marginales des paramètres du modèle conjoint (transit + GP) de la courbe de lumière de TOI 1238 (Figure 2.13).