Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft

Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft

Band: 62 (2004)

Heft: 324

Artikel: Mesures photométriques d'étoiles variables diverses : troisième partie : travail de maturité

Autor: Coquille, Loren

DOI: https://doi.org/10.5169/seals-898352

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Mehr erfahren

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. En savoir plus

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. Find out more

Download PDF: 16.07.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, https://www.e-periodica.ch

Mesures photométriques d'étoiles variables diverses

Troisième partie - Travail de maturité

LOREN COQUILLE

Chapitre I: Les étoiles variables dites géométriques

B. Les étoiles présumées à transit planétaire

1. Théorie

a. Définitions, propriétés et caractéristiques

Introduction

Les étoiles à transit sont une sous catégorie des binaires à éclipses. En effet, ce sont aussi des paramètres géométriques qui produisent les variations de leur courbe de luminosité. La seule différence est que ce ne sont pas deux étoiles qui tournent l'une autour de l'autre, mais une étoile et une planète. On comprend alors que la baisse d'intensité relative sera beaucoup plus faible lors d'un transit planétaire, au point qu'il n'existe que très peu d'étoiles à planètes dont on peut détecter les transits photométriquement, comme nous le verrons par la suite.

Les méthodes de détection des exoplanètes

La chasse aux exoplanètes, car c'est ainsi qu'on appelle les planètes se situant hors du système solaire, est une quête relativement récente. Plusieurs méthodes, basées sur des principes différents, servent à l'étude de tels objets, les uns ayant permis de les découvrir, les autres de confirmer et/ou de préciser les découvertes.

Je vais tout d'abord parler de l'astrométrie, puis de la spectrographie, avant d'aborder la photométrie (qui est en rapport direct avec le thème de ce travail) car ces trois techniques sont complémentaires pour l'étude des exoplanètes.

L'astrométrie

L'astrométrie est une branche de l'astronomie qui s'occupe de mesurer la position des objets dans le ciel. Le calcul de la parallaxe (qui correspond au mouvement apparent d'une étoile dans le ciel dû à la révolution de la Terre autour du Soleil), et celui du mouvement propre, qui correspond au changement de position d'une étoile année après année dans le ciel pendant qu'elle voyage dans l'espace, sont des calculs astrométriques typiques. En astrométrie, le ciel est assimilé à une «sphère céleste» en deux dimensions, centrée sur la Terre et de rayon indéfini, où deux coordonnées angulaires suffisent à positionner chaque étoile. Ces mesures angulaires servent à rendre compte aussi bien de la taille apparente des astres proches que de leur mouvement apparent (sur la sphère céleste).

L'astrométrie est donc très utile pour étudier la dynamique des ensembles stellaires, mais aussi pour traquer les oscillations d'étoiles dont le mouvement propre est perturbé par l'influence gravitationnelle d'astres invisibles, qui peuvent être des exoplanètes. En effet, une planète, bien qu'ayant une masse très inférieure à celle de son étoile, peut réussir à déplacer le centre de gravité du système (barycentre) de manière à ce que l'étoile ait une toute petite orbite mais malgré tout perceptible autour de celui-ci. On remarquera que la grande difficulté de la détection des exoplanètes, et ce quelle que soit la méthode adoptée, réside dans le fait que plus la masse du compagnon est petite, plus la perturbation engendrée est faible, et plus la détection et difficile, le but étant d'arriver à détecter des masses de plus en plus faibles, de l'ordre ce celle de la Terre, ce qui est loin d'être atteint de nos jours.

La méthode astrométrique consiste à suivre la trajectoire d'une étoile sur le fond du ciel durant plusieurs années. Si celle-ci est rectiligne une fois retirée la parallaxe, alors il n'y a rien à signaler (tout du moins dans les limites de détection du matériel utilisé), car seul le mouvement propre de l'étoile est mis en évidence (figure 21). Tandis que si on détecte de légères oscillations, les mesures méritent d'être étudiées (figure 22). En effet, la détection d'une perturbation de la position de l'objet, une fois retirés la parallaxe et le mouvement propre, constitue un indice fort quant à la présence d'un compagnon autour d'une étoile. Mais on ne peut pas conclure immédiatement qu'il s'agit d'une planète (n'émettant aucune lumière propre). En effet, certaines étoiles de très faible luminosité, naines rouges ou brunes, sont aussi invisibles car elles émettent trop peu de lumière. Il s'agit donc de ne pas les confondre avec des planètes. Ce problème, qui est à pallier pour chacune des trois méthodes présentées, sera traité par la suite.

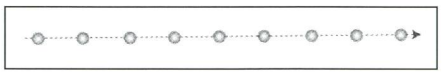


Fig. 21: Mouvement propre de l'étoile seul détecté

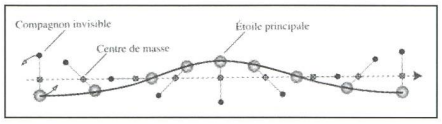
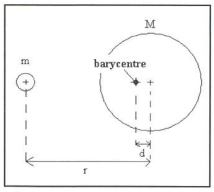


Fig. 22: Perturbation du mouvement propre de l'étoile par un compagnon invisible

La particularité de la méthode astrométrique est qu'elle est davantage sensible aux perturbations engendrées par une planète se situant loin de son étoile. En effet, le système étoile-compagon étant en équilibre, en se reportant au schéma ci-dessous, et par définition du centre de gravité, on peut écrire:

$$M \cdot d = m(r-d)$$
$$M \cdot d = m \cdot r - m \cdot d$$
$$(M+m)d = m \cdot r$$
$$\rightarrow \boxed{d = \frac{m \cdot r}{M+m}}$$



On voit donc, d étant proportionnel à r, que plus le compagnon est éloigné de son étoile, plus le barycentre autour duquel tournent les deux objets est éloigné de l'étoile. (Ce ne sera que le mouvement de l'étoile autour du barycentre qui sera perceptible.)

Comme les étoiles bougent dans un espace à trois dimensions, elles peuvent le faire dans n'importe quelle direction par rapport à nous, y compris en s'approchant ou en s'éloignant dans notre ligne de visée. Pour détecter ce genre de mouvements, c'est la spectrographie des vitesses radiales qu'il faut utiliser.

La spectrométrie

La spectrométrie des vitesses radiales est une méthode qui n'est capable de saisir que les mouvements radiaux d'une étoile (c'est-à-dire les mouvements effectués dans notre ligne de visée). Grâce aux informations contenues dans sa lumière, cette technique peut nous dire si une étoile s'éloigne ou se rapproche de nous, et à quelle vitesse. On peut donc mesurer d'éventuelles oscillations radiales dues à la présence d'un compagnon.

Le principe physique sur lequel repose la méthode des vitesses radiales est l'effet Doppler-Fizeau. Cet effet est la conséquence d'une onde en mouvement, qu'il s'agisse d'une onde sonore ou d'une onde lumineuse, mais seul le cas de la lumière nous intéresse ici. La lumière qu'émet un objet en mouvement par rapport à un observateur change de longueur d'onde selon que l'objet s'en rapproche ou s'en éloigne. Quand la source lumineuse s'approche, la longueur d'onde est raccourcie, le spectre «visible» émis se décale vers le bleu; quand l'objet s'éloigne, la longueur d'onde est allongée, le spectre se décale vers le rouge. La succession cyclique des décalages des spectres d'étoiles vers le rouge et vers le bleu, par rapport à un point zéro, est caractéristique des étoiles influencées par la présence d'un compagnon en orbite, et peut être traduite sur un graphique par une courbe sinusoïdale (pour une orbite d'excentricité nulle)(figure 25). Ce qui permet à un spectrographe de déterminer la grandeur de ce décalage, c'est la présence de raies d'absorption sur les spectres stellaires. En effet, les différents éléments chimiques présents dans la couche externe d'une étoile absorbent des longueurs d'onde bien définies du spectre continu qu'émet cette étoile. La position de ces raies est donc plus ou moins fortement décalée vers le rouge ou vers le bleu selon que l'étoile s'éloigne ou se rapproche plus ou moins vite de l'observateur.

Mais il manque encore une référence, un point zéro, à partir duquel mesurer ces décalages des spectres stellaires. Les spectrographes peuvent contenir différents dispositifs permettant de créer des raies de références. Une première version consiste à employer une ampoule remplie de gaz moléculaire qui crée des raies d'absorption fixes. Une autre formule, présente notamment dans le spectrographe Elodie (qui a permis la découverte de 51Peg b) installé à l'observatoire de Haute-Provence par l'équipe de Michel Mayor, consiste à employer une lampe à décharge contenant un gaz chauffé (plasma) qui produit non pas des raies d'absorption mais des raies d'émission caractérisées par leur brillance et donnant le point zéro.

On remarquera que, contrairement à l'astrométrie, la méthode des vitesses radiales est davantage sensible aux perturbations engendrées par une planète se situant près de son étoile. En effet, on peut le montrer en utilisant les formules de la force centrifuge et de la force de gravitation. En se reportant au schéma ci-dessous, et comme le système est en équilibre, on peut écrire:

$$F_{CENT} = F_{GRAV}$$

$$\frac{m \cdot v^2}{r-d} = \frac{G \cdot M \cdot m}{r^2} \rightarrow v \cong \sqrt{\frac{G \cdot M}{r}}$$

Ensuite, par conservation de l'impulsion, il vient:

$$M \cdot v' = m \cdot v$$

$$\rightarrow v' = v \cdot \frac{m}{M} = \boxed{\sqrt{\frac{G \cdot M}{r}} \cdot \frac{m}{M}}$$

Avec:
v: la vitesse du compagnon
v': la vitesse de l'étoile

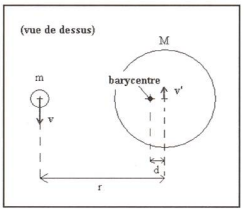


Fig. 24

On voit donc que la vitesse de l'étoile est proportionnelle à $r^{-0.5}$, ce qui implique que plus le compagnon se trouve proche de son étoile, plus la variation de vitesse de l'étoile est grande (Fig. 25).

Mais la méthode des vitesses radiales souffre d'un problème majeur: elle est incapable de déterminer avec exactitude la masse des compagnons d'étoiles qu'elle détecte, ou tout du moins elle doit se réduire à une estimation minimale de la masse ainsi qu'au calcul de la probabilité que la masse réelle soit supérieure à ce minimum. En effet, les couples observés n'étant pas séparables par des moyens optiques, l'angle du plan de l'orbite par rapport à la ligne de visée est inconnu. Par conséquent, si ce plan est exactement dans la ligne de visée, la perturbation observée correspond à celle que le compagnon provoque sur son étoile, mais si le système est incliné, le spectrographe ne détecte que la composante radiale de la perturbation et la masse estimée pour le compagnon est inférieure à la réalité. (On remarquera que si le plan de l'orbite est perpendiculaire à la ligne de visée, le spectrographe ne peut rien détecter puisque l'étoile ne se déplace pas radialement, mais c'est une configuration idéale pour la méthode astrométrique.) Ce problème fait que la méthode des vitesses radiales n'est pas à même d'assurer que la perturbation détectée provient d'une planète, et non d'une petite étoile invisible; le problème est donc le même qu'en astrométrie, bien que la technique soit beaucoup plus précise (Fig. 26).

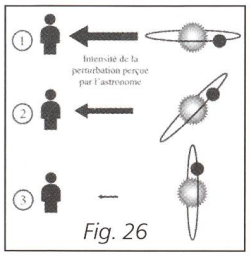
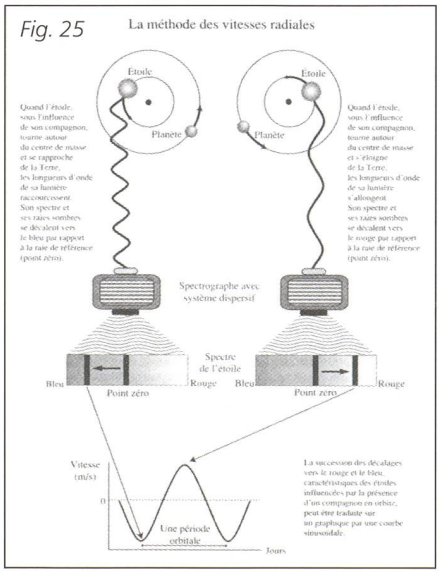


Fig. 26

Si elle s'est révélée efficace pour détecter les géantes gazeuses extrasolaires, la méthode des vitesses radiales a néanmoins besoin d'être relayée par de nouvelles techniques. Car le but consiste à détecter des planètes du genre de la Terre dont la perturbation sur le Soleil, exprimée en vitesse radiale, ne dépasse pas 8 cm/s (contre 13 m/s pour Jupiter). Or les moyens actuels (spectrographe Harps, entre autres, installé sur le télescope de 3.6 m de la Silla au Chili) ne permettent d'atteindre que la précision de 1 m/s (ce qui est déjà excellent), où la méthode des vitesses radiales atteint ses limites pour des étoiles lointaines (elle est alors incapable de dire si les perturbations de moins de 1 m/s sont dues au compagnon ou à l'étoile elle-même). Les satellites spatiaux de plus en plus puissants, l'astrométrie, renforcée par des moyens comme l'interférométrie[16] ou le «nulling»[17], vont alors

Fig. 25 La méthode des vitesses radiales



[16] Technique permettant de combiner les faisceaux lumineux de plusieurs télescopes séparés par une certaine distance et d'atteindre ainsi la résolution angulaire d'un plus grand télescope.

[17] Procédé, utilisé en interférométrie, par lequel on peut «éteindre» une étoile afin de pouvoir observer son voisinage proche et les éventuelles planètes qui s'y trouvent.

prendre le relais et tenter de détecter ces planètes jumelles de la Terre et tant convoitées.

La photométrie

La méthode photométrique consiste à mesurer les variations de la quantité de lumière émise par une étoile au cours du temps (variations de sa courbe de luminosité), et qui sont provoquées par l'éventuel transit d'un compagnon en orbite autour d'elle. Il y a deux conditions essentielles à la détection de telles variations photométriques. Premièrement, il faut que l'étoile possède un compagnon relativement proche pour que la baisse de luminosité soit détectable. De plus, plus une étoile est proche de son astre principal, plus il y a de chances qu'elle l'éclipse; et deuxièmement, il est indispensable que l'orbite du compagnon soit dans la ligne de visée de l'observateur (avec une petite marge correspondant à l'angle maximal sous lequel le compagnon passe devant son étoile pour un observateur donné).

Voici un schéma d'une courbe photométrique d'un transit. Le compagnon n'émettant pas de lumière propre, on assiste à une baisse de luminosité de l'étoile périodiquement (Fig. 27).

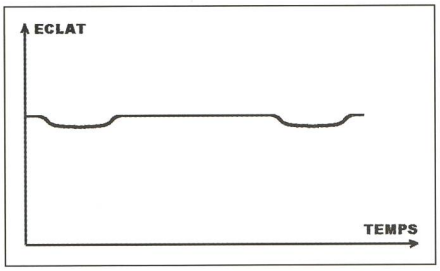


Fig. 27

Une deuxième méthode photométrique de détection des planètes extrasolaires consiste à observer un effet microlentille. Ce phénomène découle de l'effet de lentilles gravitationnelles, prévu par Einstein dans sa théorie de la relativité générale. La masse d'un objet courbe l'espace-temps comme une boule courberait une toile. Le trajet de la lumière passant au travers de cette déformation est ainsi dévié. L'effet microlentille est une conséquence de cette courbure. La lumière qui nous parvient d'une étoile très lointaine est «diluée» par son voyage dans le cosmos, c'est pour cette raison qu'elle nous apparaît très faible. Mais quand un objet massif se trouve sur le trajet de la lumière de l'étoile, sa masse l'oblige à se concentrer à nouveau. L'étoile semble alors être plus lumineuse pendant quelques heures ou même quelques jours, si la lumière se focalise dans la direction de la Terre.

Pour découvrir un planète extrasolaire grâce à cet effet, il faut diriger un télescope muni d'un détecteur photométrique (caméra CCD ou autres) sur un champ contenant beaucoup d'étoiles, et tenter de saisir des événements microlentille dès que l'on aperçoit un astre dont l'éclat change. On les suit alors jour après jour. Si l'astre qui provoque la microlentille est seul, on ne doit observer qu'un pic de luminosité. Si par contre il est accompagné d'une planète, il y a des chances qu'on observe un second pis de luminosité.

La figure de la page suivante schématise la courbe de luminosité qu'il est possible d'obtenir lors d'un tel phénomène (Fig. 28).

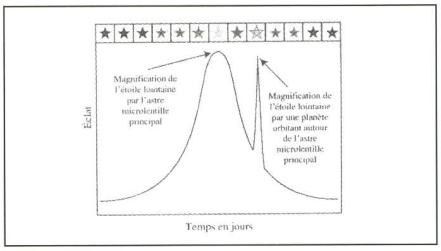


Fig. 28

Les événements microlentille sont capables de révéler des planètes de masse terrestre, mais ils sont plus efficaces quand leur orbite est assez lointaine. Les problèmes majeurs de cette méthode sont que ce genre d'événements ne se produit qu'une seule fois (on ne peut donc pas les reproduire pour vérifier les mesures), ils sont imprévisibles, et la probabilité qu'une étoile à planète dans la bonne configuration produise un tel effet est très faible.

Confirmation de la présence d'une exoplanète

Comme évoqué plus haut, le problème majeur de la détection des exoplanètes réside dans la difficulté à établir avec certitude que ce sont bien de tels objets qui ont été détectés. Ceci est dû au fait que ces trois méthodes de détection ne décrivent que très partiellement le comportement d'une étoile, en ciblant les mesures sur un seul paramètre qui est susceptible de varier. Pour pallier à ce problème, et tenter de déterminer les causes exactes des variations observées, il faut faire appel à d'autres paramètres physiques propres à l'étoile.

Premièrement, intéressons-nous aux paramètres permettant d'exclure des causes de variations autres que la présence d'un compagnon en orbite autour d'une étoile.

D'une part, une étoile variable pulsante, c'est-à-dire changeant notamment de rayon au cours du temps (voir point 3.3) possède également des mouvements radiaux périodiques. Mais ceux-ci sont accompagnés de variations spectrales (l'étoile change plus ou moins de couleur, et donc de classe spectrale) et de relativement fortes variations de luminosité. Par conséquent, pour exclure la possibilité d'une pulsation de l'étoile, il faut vérifier que les deux paramètres évoqués sont plus ou moins constants, ou du moins que les éventuelles variations (spectrales et lumineuses) observées sont inférieures à celles qu'induirait une pulsation.

D'autre part, une étoile variable dite rotative, c'est-à-dire dont les variations périodiques d'éclat sont dues à la présence de taches sur sa surface (engendrant des baisses de luminosité locales et parfois des déformations), présentent des variations apparentes de vitesses radiales. En effet, comme nous le verrons plus en détails dans la section suivante, une étoile qui tourne sur elle-même présente des raies d'absorption qui sont plus ou moins élargies, puisque la moitié de l'étoile qui s'approche de nous «étire» le spectre vers le bleu, et la moitié qui s'éloigne de nous l' «étire» vers le rouge. Si une tache se trouve sur la partie s'approchant de nous, elle cache les zones qui étirent le spectre vers le bleu, et lors de mesures spectrométriques, le spectre de l'étoile paraît être décalé vers le rouge. L'inverse se produit lorsque la tache se trouve sur la partie s'éloignant de nous. On obtient donc des décalages périodiques du spectre de l'étoile, qui pourraient mener à l'hypothèse de la présence d'un compagnon en orbite. Pour éviter de se trouver dans cette situation, il faut s'assurer que l'étoile en question n'est pas susceptible d'avoir une forte activité de surface, ceci en comparant le cas aux modèles d'évolution stellaire. Certaines mesures photométriques (voir section suivante) nous permettent aussi d'évaluer la période de rotation théorique de l'étoile sur elle-même, que l'on peut alors confronter à la période orbitale calculée (par la méthode des vitesses radiales) pour un éventuel compagnon. Si celles-ci sont radicalement différentes, l'hypothèse du compagnon est envisageable.

Une fois écartées ces différentes possibilités, et confirmée l'hypothèse du compagnon, d'autres problèmes surviennent. Il s'agit de s'assurer que le compagnon en question est effective-

ment une planète et non une étoile ou un autre objet de très faible luminosité, telle une naine brune ou rouge.

Les naines brunes sont des astres qui se forment comme des étoiles, par fragmentation d'un nuage de gaz interstellaire, mais qui sont trop peu massifs pour démarrer la fusion[18] de l'hydrogène. Ils parviennent seulement à lancer la fusion du deutérium puis s'éteignent, refroidissent et deviennent des astres dits dégénérés car seule la pression de dégénérescence[19] découlant de la physique quantique empêche la gravitation de les comprimer à loisir. Ce sont donc des astres que l'on pourrait classer entre les planètes et les étoiles: les moins massives des naines brunes doivent avoir la même masse que les plus grosses des planètes géantes, soit autour de 0.01 masse solaire. Leur température de surface est généralement inférieure à 2200°C.

Les naines rouges sont les étoiles les moins massives et les moins chaudes de toutes les étoiles qui sont alimentées par des réactions thermonucléaires stables. Leur masse doit donc être supérieure ou égale à 0.08 masse solaire, masse théorique à partir de laquelle les étoiles commencent à réaliser la fusion de l'hydrogène. Elles marquent la queue de la séquence principale du diagramme HR.

Dans la section suivante, je présenterai une méthode permettant d'estimer la masse du compagnon orbitant autour de l'étoile en question (qui n'est valable que pour les étoiles de type solaire). C'est en effet le seul moyen d'exclure la possibilité d'un compagnon stellaire, que ce soit une naine brune ou une naine rouge. On considérera que l'on a affaire à une planète lorsque cette estimation est inférieure ou égale à environ 2% de la masse du Soleil.

Le taux de métallicité[20] de l'étoile est peut-être un facteur en mesure de donner de très précieux renseignements sur l'occurrence des planètes, mais il s'agira de mieux cerner cette information dans l'avenir pour en faire un éventuel outil de plus dans la chasse aux exoplanètes. On a en effet remarqué que toutes les étoiles autour desquelles des planètes ont été découvertes présentent une forte métallicité. Deux explications, encore à confirmer, sont possibles: soit la présence d'éléments lourds dans un disque protostellaire facilite la constitution de planètes autour de l'astre central, soit c'est la constitution de planètes dans un disque et plus tard la collision de certaines d'entre elles avec l'étoile qui augmenterait son taux d'éléments lourds. Mais il faut faire attention à une chose: les étoiles à faible métallicité sont moins facilement observables, car pauvres en raies spectrales. Il se peut donc que des planètes se trouvent autour de ce genre d'étoiles sans que l'on arrive à les détecter.

De manière générale, après avoir pris toutes les précautions nécessaires pour s'assurer de la présence d'une planète autour d'une étoile, il est indispensable de vérifier la cohérence des mesures et calculs en utilisant parallèlement les méthodes de détection présentées, ou encore d'autres méthodes.

Le cas de l'étoile HD209458 montre à quel point ces techniques sont complémentaires, à condition que les paramètres nécessaires à la détection d'une exoplanète soient remplis dans chaque cas. HD209458b (le compagnon de HD209458) se trouve à 153 années-lumière de nous, sa période orbitale est de 3,523 j. Il a été découvert par l'équipe de Michel Mayor grâce au spectrographe Elodie, puis plusieurs autres équipes ont mis leurs données radiales en commun, avant de réaliser des mesures photométriques et découvrir le transit de HD209458b. Grâce à ce transit et aux données supplémentaires qu'il a fournies, comme l'angle du système par rapport à notre ligne de visée, le profil exact de la planète a pu être dressé: sa masse vaut 0.69 masse jovienne mais elle est une fois et demie plus volumineuse que Jupiter. Sa densité est de 0,3 g/cm^3 (elle flotterait «dans» l'eau !). Après l'annonce de la découverte, des astronomes de l'observatoire de Paris-Meudon ont apporté une confirmation supplémentaire: le satellite Hipparcos (qui peut réaliser des mesures astrométrique et photométriques) avait en effet enregistré une chute de luminosité périodique.

b. Démonstration de quelques formules fondamentales et énumération des paramètres mesurables

Pour les étoiles à transit, les grandeurs physiques qui peuvent être calculées à partir de mesures photométriques sont multiples. J'exposerai toutefois certaines méthodes nécessitant en outre des mesures spectrométriques, qui sont en effet très souvent utilisées dans l'étude des exoplanètes, même si cela sort quelque peu du champ strict de ce travail.

Détermination de la période orbitale

La période de révolution (ou période orbitale) du compagnon autour de son étoile, c'est-à-dire le temps qu'il met pour boucler une orbite, est très facile à obtenir: comme pour les étoiles binaires, il suffit de repérer, à partir d'un point donné, à quel moment la courbe, ou plus particulièrement le transit se répète et de mesurer l'écart de temps entre ces deux points. La précision sera d'autant plus grande que la mesure s'effectue sur un grand nombre de périodes.

Détermination de la masse du compagnon

Arriver à une estimation de la masse du compagnon est une étape essentielle de la chasse aux exoplanètes, puisqu'elle permet d'exclure, ou de confirmer, l'hypothèse d'un compagnon stellaire (et non planétaire).

La méthode présentée ci-dessous n'est valable que pour les étoiles de type solaire, étoiles autour desquelles on cherche en priorité des planètes. Nous verrons qu'il est nécessaire de réaliser plusieurs sortes de mesures pour arriver à l'estimation de cette masse.

Nous avons déjà évoqué que lorsqu'une étoile tourne sur elle-même, un élargissement des raies spectrales se produit. En effet, pour comprendre ce phénomène, il faut considérer que chaque fraction de la surface de l'étoile émet un spectre continu, strié de raies d'absorption (dont la position dépend de la composition chimique de la surface de l'étoile). Si l'axe de rotation de l'étoile est perpendiculaire à notre ligne de visée, il y a un nombre égal de fractions de surface qui s'approchent et qui s'éloignent de nous, plus ou moins rapidement suivant si elles sont situées près du bord de l'étoile ou non. Chaque spectre subit donc un décalage Doppler sensiblement différent, soit vers le bleu, soit vers le rouge. Comme le spectre de l'étoile peut être considéré comme la superposition de chacun de ces spectres, il contiendra des raies d'absorption élargies, de part et d'autre de leur position réelle.

On comprend désormais que la mesure de l'élargissement des raies spectrales donne une estimation de la vitesse équatoriale v_{equ} de l'étoile (plus l'étoile tourne vite, plus l'élargissement des raies est important), ceci à un facteur près: le sinus de l'inclinaison de l'axe de rotation de l'étoile par rapport

[18] Voir glossaire, sous n°9

[19] Voir glossaire, sous n°17

[20] Métallicité: quantité d'éléments lourds (c'est-à-dire plus lourds que l'hélium) contenus dans une étoile.

à la ligne de visée de l'observateur, que nous appellerons $\sin(i_{rot*})$. En effet, si l'axe de rotation de l'étoile est parallèle à la ligne de visée, aucune fraction de surface ne s'approche ni ne s'éloigne de l'observateur.

Le schéma (Fig. 29) illustre les deux cas particuliers principaux:

- lorsque l'axe de rotation de l'étoile est perpendiculaire à la ligne de visée de l'observateur
- lorsque l'axe de rotation de l'étoile est parallèle à la ligne de visée de l'observateur

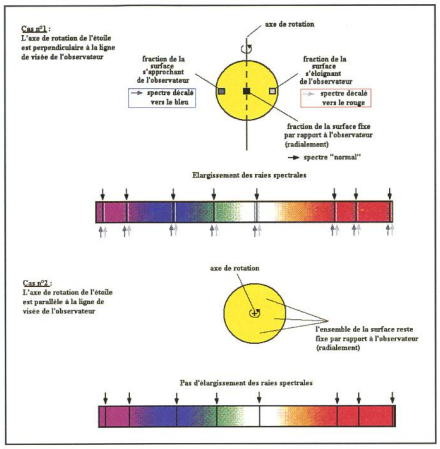


Fig. 29

La démarche menant à l'estimation de la masse du compagnon est celle-ci:

La mesure de l'élargissement des raies spectrales de l'étoile permet une estimation de:

$$v_{equ} \cdot \sin(i_{rot*}) = \frac{2\pi R_*}{P_{rot*}} \cdot \sin(i_{rot*})$$

R_* peut être déterminé par l'étude du spectre de l'étoile. En effet, par des mesures photométriques, l'indice B-V d'une étoile, qui est en relation directe avec son rayon, peut être connu. A titre d'exemple, certains diagrammes HR présentent des lignes obliques aux deux axes principaux, qui signalent les zones où les rayons stellaires sont les mêmes.

P_{rot*}, la période de rotation de l'étoile sur elle-même, dépend de l'âge de l'étoile, qui lui-même est en corrélation avec son activité magnétique. On peut mesurer l'émission au niveau des raies H et K du Calcium ionisé (CaII), qui est liée à l'âge de l'étoile par des lois statistiques, pour ensuite pouvoir en déduire sa période de rotation. En effet, lorsque l'étoile est très jeune, elle possède de la matière en orbite autour d'elle qui la «nourrit» encore. Cette matière peut contenir du calcium en plus ou moins grandes quantités, qui va absorber certaines longueurs d'ondes bien définies de la lumière émise par l'étoile. Au fur et à mesure que l'étoile vieillit, ce calcium tombe sur elle, et est brûlé en son cœur (un fort brassage a lieu dans l'étoile quand elle commence la fusion de l'hydrogène), les raies du calcium n'apparaissent plus sur son spectre.

Si l'on détermine les deux paramètres précédents, on a accès à $\sin(i_{rot*})$.

Or, grâce au principal modèle de formation planétaire, accepté aujourd'hui par la majorité de la communauté scientifique, nous savons que le plan de l'orbite des planètes tournant autour d'une étoile donnée est (plus ou moins) perpendiculaire à son axe de rotation. Cela est dû au fait que les planètes se forment dans le disque d'accrétion[21] entourant l'étoile peu après sa naissance, et qui est formé de la matière résiduelle restée en rotation autour de l'étoile qui n'a pas pu s'effondrer sur elle. Pour un observateur donné, l'angle sous lequel il voit l'axe de rotation de l'étoile est le complémentaire de celui sous lequel il voit le plan de l'orbite des planètes (que l'on appellera i_{orb}). Si on a accès au premier, il est donc facile de déduire le deuxième.

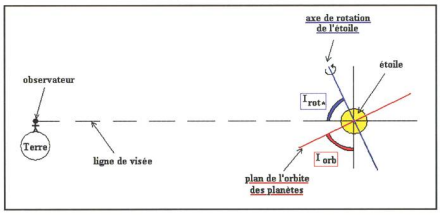


Fig. 30

Comme sur le dessin, i_{orb} est défini par rapport à la verticale, on a:

$$i_{rot*} = i_{orb}$$

$$\sin(i_{rot*}) = \sin(i_{orb})$$

Autrement dit, si toutes les étapes précédentes ont été remplies, on a directement accès à l'angle du plan de l'orbite de l'éventuelle planète par rapport à la ligne de visée de l'observateur, qui est le paramètre déterminant nous donnant accès à la masse du compagnon. En effet, avec la spectrométrie des vitesses radiales, la masse du compagnon est donnée au facteur $\sin(i_{orb})$ près, comme évoqué dans la section précédente (si $i_{orb} = 0°$, la méthode des vitesses radiales ne détecte rien; si par contre $i_{orb} = 90°$, la détection est maximale. Mais la valeur de i_{orb} ne peut être déterminée que par la méthode décrite ci-dessus.)

Détermination du rayon du compagnon

Le rayon du compagnon est une donnée essentielle, car s'il est associé au calcul de la masse, la densité de l'étoile peut être connue. On peut donc savoir si le compagnon est gazeux ou solide. Si on peut savoir à quelle vitesse varie la luminosité stellaire en début et en fin de transit, il existe une autre méthode. Par contre, si on a la courbe de luminosité du transit du compagnon devant son étoile, on peut déterminer le rayon du compagnon de la façon suivante. (Pour un schéma de la courbe de luminosité, se reporter plus bas.)

L'éclat de l'étoile cachée par le disque du compagnon étant proportionnel au carré de son rayon, on a:

$$I_* = \alpha\pi R^2$$

$$I_{transit} = \alpha\left(\pi R^2 - \pi r^2\right)$$

$$\frac{I_{transit}}{I_*} = \frac{R^2 - r^2}{R^2} = 1 - \frac{r^2}{R^2}$$

Avec:

$$\frac{I_{transit}}{I_*} = 10^{-0.4\Delta m}$$ pour un photomètre classique

$$\boxed{\frac{r}{R} = \sqrt{1 - \frac{I_{transit}}{I_*}}}$$

$I_{transit}$ et I_* étant mesurés, et avec :

I_* l'intensité photométrique de l'étoile

$I_{transit}$ l'intensité photométrique du couple lors du transit

α constante de proportionnalité

R le rayon de l'étoile

r le rayon du compagnon

Détermination du sens de révolution du compagnon

Le sens de la révolution du compagnon par rapport à la rotation de l'étoile peut être vérifié assez facilement. Il est indispensable de réaliser cette mesure, car un compagnon qui tournerait en sens inverse de la rotation stellaire serait en total désaccord avec les modèles actuels (formation planétaire dans un disque d'accrétion résiduel). Comme évoqué précédemment, quand une étoile tourne sur elle-même, la moitié qui s'éloigne de l'observateur «étire» le spectre local (c'est-à-dire émis à cet endroit de l'étoile) vers le rouge, et la moitié qui se rapproche de nous l'«étire» vers le bleu, par effet Doppler (on le voit en observant les raies d'absorption du spectre, qui s'élargissent). Il suffit donc de vérifier que le compagnon occulte la partie de la lumière décalée vers le bleu en début de transit. Dans ce cas, le compagnon tourne bien dans le même sens que son étoile. (voir le bas de la figure

[21] Voir glossaire, sous n° 4.

5). Pour effectuer cette vérification, il est indispensable d'avoir une courbe photométrique ainsi qu'une courbe de vitesses radiales; pour l'instant, la seule planète dont on a pu déterminer le sens de révolution est (l'éternelle!) HD209458b.

Je joins en annexe deux courbes du transit de HD209458b (l'historique qui a permis sa découverte, et celle mesurée par le télescope spatial Hubble), ainsi qu'une courbe de son transit spectroscopique, c'est-à-dire les variations spectroscopiques dues au passage de la planète devant son étoile: on assiste de fait à une déformation du fond des raies spectrales (déformation du bissecteur, voir figure 31), au début du transit vers le bleu, et à la fin du transit vers le rouge, la planète tourne bien dans le même sens que son étoile.

On remarquera que la présence de taches sur la surface de l'étoile pourrait induire en erreur, puisqu'un transit photométrique et spectroscopique a lieu aussi dans ce cas. La différence avec un transit planétaire réside dans la période de ces transit: il est typiquement de quelques heures pour une planète alors qu'il est de quelques jours pour une tache (la période de rotation de l'étoile sur elle-même).

Détermination de l'excentricité de l'orbite

En ce qui concerne l'excentricité[22] de l'orbite, on peut remarquer que tous les compagnons dont la période de révolution est inférieure à 5 jours ont des orbites circulaires (excentricité = 0). Cela peut s'expliquer par les forts effets de marée auxquels ils sont soumis (ce phénomène étant bien connu dans le système solaire entre planète et satellite naturel). Chacun des membres du couple exerce sur l'autre une force d'attraction telle qu'ils prennent tous deux une forme d'ellipsoïde (plus ou moins marquée). A un instant donné, le «bourrelet» de la planète faisant face à l'étoile est plus proche d'elle que ne l'est le reste de la planète. Il est donc plus attiré par la gravité de l'étoile. Au moyen de frictions à l'intérieur de la planète notamment, les divers moments cinétiques en jeu (celui de la planète sur elle-même, celui de la planète autour de l'étoile et celui de l'étoile sur elle-même) sont en situation d'équilibre lorsque la planète a une orbite circulaire.

Par contre pour les autres compagnons (dont la période est supérieure à 5 jours), on peut calculer l'excentricité de l'orbite à partir des dates et des durées des transits primaires (c'est-à-dire quand le compagnon passe devant son étoile) et secondaires (quand le compagnon passe devant son étoile). Ces mesures dépendent bien sûr des performances des instruments utilisés.

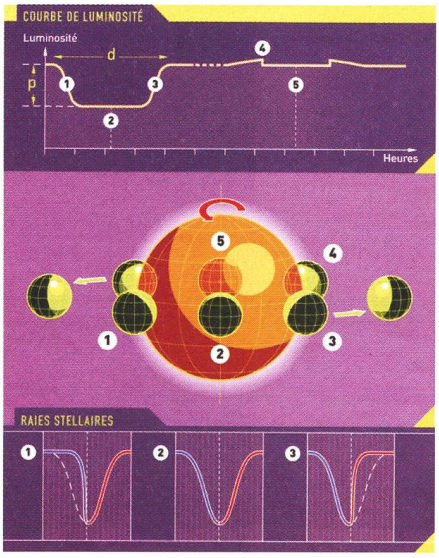
Autres données potentiellement calculables ou mesurables

L'observations d'un transit dans l'infrarouge donnerait une mesure directe de la température du compagnon, mais pour ce faire, il faudrait atteindre une précision d'un millième de magnitude, ce qui est impossible de nos jours avec les instruments existants qui captent ces longueurs d'onde.

La mesure de l'albédo[23] est une mesure très importante concernant l'étude du climat des planètes lointaines. On remarque que c'est juste avant que le compagnon ne disparaisse derrière son étoile que la fraction de lumière qu'il réfléchit vers l'observateur est maximale, il ajoute donc une petite quantité de lumière à celle de l'étoile (voir la hausse de luminosité représentée au point 4 de la figure ci-dessous). Mais cette petite hausse d'éclat ne serait mesurable que si l'on atteignait une sensibilité des appareils cent fois meilleure que l'actuelle.

La présence de satellites en orbite autour d'un compagnon est aussi un phénomène très difficile à percevoir, il entraînerait des perturbations gravitationnelles qui se manifesteraient par des variations dans l'instant précis du centre du transit (Fig. 31).

Fig. 31



2. Courbe obtenue et interprétations

Cyg2001 (=TYC 2682-3370-1)

Durant l'été 2002, lors de mon stage à l'OFXB, j'ai eu l'occasion de réaliser des mesures photométriques de l'étoile Cyg2001, qui était alors présumée à transit planétaire. Des mesures effectuées auparavant sur un grand champ semblaient montrer une baisse périodique d'éclat, qu'il s'agissait de confirmer à l'aide de la caméra CCD au foyer du T60 de l'OFXB.

Les mesures de cet objet se sont réparties sur trois nuits (2002.08.13, 2002.08.14 et 2002.08.15), durant lesquelles Nicolas Waelchli et moi-même avons réalisé en tout 277 poses de 50 secondes chacune.

Après la réduction des données par Yves Revaz, nous n'avons pu observer aucun transit devant l'étoile en question. Les mesures à grand champ étaient donc trop imprécises pour pouvoir s'y fier.

La courbe de luminosité de Cyg2001 réalisée, apparemment d'une importance médiocre, a tout de même permis d'affirmer qu'aucun transit n'est détectable photométriquement autour de cette étoile, tout du moins avec les instruments utilisés.

Jusqu'à aujourd'hui, il n'existe qu'une seule étoile dont le transit planétaire est détectable photométriquement: il s'agit de HD209458, dont j'ai déjà parlé au point 3.2.1.B.a) I. Aucune étoile à transit potentiel n'a été signalée par l'observatoire de Genève entre temps, c'est pour cette raison que mes mesures se sont par la suite entièrement portées sur les autres types d'étoiles variables traitées dans ce travail.

Remarque: la courbe de luminosité ne présentant pas un grand intérêt, on ne trouvera ci-dessous que le champ CCD représentatif des nuits de mesure. Les données résultant des mesures photométriques réalisées à l'observatoire de St-Luc sont par contre mises en annexe (Fig. 32).

(à suivre)

LOREN COQUILLE
18, rue de Vermont, CH-1202 Genève

[22] Voir glossaire, sous n° 6

[23] Voir glossaire, sous n° 1