Observatoire astronomique de Strasbourg

UNIVERSITÉ LOUIS PASTEUR STRASBOURG

Thèse de Doctorat :

Détection et classification des étoiles variables du programme Tycho

Sandrine Piquard

Soutenue le 12 juillet 2001 devant le jury composé de :

Mme	Agnès Acker	Présidente
M.	Jan Cuypers	
M.	Jean-Louis Halbwachs	Directeur de thèse
M.	Jean-Marie Hameury	Rapporteur
Mme	Catherine Turon	Rapporteur

Rapporteur externe :

M. Erik Høg

Table des matières

Table des figures

Liste des tableaux

Remerciements

Je tiens à remercier ici les personnes et organismes qui ont participé d'une manière ou d'une autre au bon déroulement de cette thèse :

- le HST (Hipparcos Science Team) et le TDAC (Tycho Data Analysis Consortium) de m'avoir permis d'utiliser les époques photométriques non publiées, et tout particulièrement Ralf Geckeler et Andreas Wicenec qui m'ont procuré ces observations.
- l'observatoire astronomique de Strasbourg qui m'a accueilli tout au long du déroulement de ma thèse et pour tous les moyens mis à ma disposition.
- Photis Nobelis de l'institut de recherche de mathématique avancée (IRMA) de l'université Louis Pasteur, pour nos fructueuses discussions sur la méthode de détection.
- Caroline Soubiran pour tous ses encouragements et sa participation à la construction des échantillons d'étoiles constantes.
- les membres du GEOS qui continuent d'observer les candidates étoiles variables afin d'en confirmer les identifications.
- Jan Cuypers de l'observatoire Royal de Belgique, pour m'avoir donné les algorithmes préliminaires qui m'ont permis de mettre en place les méthodes de recherche de période adaptées à la qualité des données, pour l'aide scientifique qu'il m'a apporté, et pour avoir accepté de faire partie du jury.
- Erik Høg, Catherine Turon et Jean-Marie Hameury pour avoir accepté de rôle de rapporteurs et Agnès Acker pour avoir accepté la présidence du jury.
- Enfin, je tiens à remercier tout particulièrement Jean-Louis Halbwachs de m'avoir permis d'effectuer cette thèse sous sa direction, pour sa participation active et constructive tout au long de cette thèse, tant sur le plan scientifique que moral, pour sa patience, sa disponibilité et pour tous ses encouragements.

Chapitre 1

Introduction

1.1 Généralités sur les étoiles variables

Avant d'entrer dans le vif du sujet qui constitue cette thèse, il semble nécessaire de rappeler ce que sont les étoiles variables, et pourquoi il est important de les étudier.

1.1.1 Historique

Jusqu'au XV^e siècle, on considérait l'univers comme se décomposant en deux parties selon le modèle hérité d'Aristote (IV^e siècle av. J.C.), de Hipparque (III^e siècle av. J.C.) et de Ptolémée (II^e siècle av. J.C.). Il y avait les mondes sous-lunaires, où l'on trouvait la Terre occupant le centre de l'univers et la Lune qui tournait autour ; puis il y avait le ciel constitué de sphères concentriques dont certaines étaient porteuses de planètes (Hipparque émit l'hypothèse que les planètes décrivaient des épicycles dont le centre décrivait les sphères ci-dessus) et la sphère céleste, ou « sphère des fixes », considérée comme parfaitement figée. On observait bien des comètes mais ces « apparitions » étaient attribuées à des phénomènes atmosphériques se produisant dans l'« éther »[1].
Puis vinrent les découvertes clés des XV^e et XVI^e siècles :

- Copernic (1473-1543) expliqua les mouvements rétrogrades des planètes internes par un système solaire héliocentrique, dont la Terre, accompagnée de la Lune, occupait la troisième position,
- Tycho Brahe (1546-1601) observa la supernova de 1572 dont il effectua un suivi de position, puis la comète de 1577 qu'il suivit de la même manière. Il en conclut que la comète n'appartenait pas au monde sous-lunaire mais qu'elle se déplaçait sur une orbite « ovale » entre les planètes et que la supernova appartenait à la sphère des fixes, remettant en cause l'aspect immuable de cette sphère.
- Galilée (1564-1642) observait les planètes et il fit construire la première lunette à but astronomique en 1609 afin d'améliorer la qualité de ses observations et découvrit

[1] L'éther désignait une substance inerte remplissant l'univers et supposé en être l'unique constituant.

les satellites de Jupiter,

- Kepler (1571-1630), assistant de Tycho Brahe, travailla sur les planètes internes. En déterminant l'orbite de Mars il énonça en 1609 les trois lois de Kepler.

Il y eut alors un tournant dans l'histoire de l'astronomie car l'univers avait cessé d'être fixe et les hommes se sont aperçu que certaines étoiles n'avaient pas un éclat constant mais montraient des variations de luminosité parfois importantes.
La première observation connue d'une étoile variable donnant des signes de périodicité fut la Merveilleuse de la Baleine (Mira Ceti), ainsi nommée par Fabricius qui, en 1596, remarqua que cette étoile avait atteint la troisième grandeur alors qu'elle ne figurait pas sur les cartes de l'époque. Bayer en 1603 la baptisa o Ceti. Il fallu cependant attendre 1638 pour voir apparaître la première détermination de phénomènes cycliques par Halwarda.
Le second cas, observé pour la première fois par Montanari en 1669, fut β Persei ou Algol (Al Gùhl en arabe se traduit par *esprit changeant*), mais ce fut en 1783 que Goodricke proposa une explication du phénomène. Il émit alors l'hypothèse qu'il s'agissait d'une étoile binaire à éclipses dont on observerait les occultations de l'une des composantes par son compagnon, qu'il supposait être un gros objet sombre. Deux ans plus tard il découvrait δ Cephei, en donnait la période et la courbe de lumière mais il ne parvint pas à l'expliquer par un phénomène de binaires à éclipses. Bien que l'idée qu'une étoile puisse être intrinsèquement variable n'était pas encore admise, la recherche des étoiles variables était amorçée.
A partir du XVI^e^ siècle, les étoiles variables ont été de plus en plus recensées par les observateurs, aidés par l'amélioration des techniques d'observation. En 1786, Pigott publiait une liste de 10 nouvelles étoiles variables. En 1844, Argelander en ajouta 6 et Shoenfeld en 1866 éleva le nombre d'étoiles variables connues à 119.
Moins d'un siècle plus tard, en 1948, Kukarkin & Parenago publient la première version du *General Catalogue of Variable Stars* sous l'égide de l'UAI[1], et 10 912 étoiles variables y sont rencensées. La dernière version du *General Catalogue of Variable Stars* disponible sur le serveur VIZIER[2] a été publiée en 1998 et contient 31 991 étoiles variables connues dans notre Galaxie (ce catalogue est mis à jour régulièrement par Samus et al. (2000) et une version 2001 est en préparation[3]).

1.1.2 Les grandes classes d'étoiles variables

On appelle communément étoile variable toute étoile dont la luminosité est variable au cours du temps. Cette variabilité peut être la conséquence de différents phénomènes et les courbes de lumières qui en découlent sont de formes très variées. Il était donc nécessaire de mettre en place une stratégie de classification.

[1] L'Union Astronomique Internationale
[2] `http://vizier.u-strasbg.fr/`
[3] `http://www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/`

Fig. 1.1 : *Portrait de Tycho Brahe*

La première stratégie de classification reposant sur des critères tant de formes des courbes de lumières que des caractéritiques physiques des étoiles a été proposée en 1938 par S. et C. Gaposchkin. Cette classification mérite d'être présentée ici car la classification des étoiles variables d'aujourd'hui en est encore imprégnée.

Les étoiles pulsantes. La variation de luminosité est la conséquence d'un phénomène de pulsation de l'étoile. Cette pulsation est causée par la présence de deux forces : la pression radiative faisant se dilater l'astre et la pression gravitationnelle le faisant se contracter. Lorsque le diamètre de l'étoile est minimum, la température et la pression de radiation au cœur de l'étoile sont élevées au point de l'emporter sur la gravitation à la surface de l'étoile. La pression de radiation va donc faire gonfler l'étoile et pendant cette phase d'expansion de l'atmosphère, la température va diminuer et la pression de radiation devenir moins efficace, jusqu'à ce que l'étoile atteigne son rayon maximum. La température à la surface est alors faible, et la vitesse des gaz y est nulle. La pression gravitationnelle, bien que diminuée, devient alors dominante dans les couches externes et l'étoile se re-contracte. L'équilibre n'est pas atteint et les pulsations se reproduisent, parfois de manière très régulière.

Les variables éruptives ou cataclysmiques. L'éclat de l'étoile s'accroît brutalement suite à une éruption à la surface de l'étoile, produite dans les couches plus ou moins profondes de l'atmosphère. Cette éruption est accompagnée d'une augmentation de la température et donc d'une modification des caractéristiques spectrales de l'étoile. Ensuite l'étoile se refroidit plus ou moins rapidement, selon l'importance de l'événement et retourne à son éclat normal. (On ne différenciait pas encore en 1938 les phénomènes éruptifs, souvent récurrents, liés à la présence d'un disque d'accretion dans un système en formation ou dans un système double évolué effectuant du transfert de masse, des phénomènes plus explosifs comme les supernovæ.)

Les binaires à éclipses. On se trouve en présence d'un système d'étoiles doubles plus ou moins serré, dont l'orbite est vue quasiment par la tranche, ce qui fait que l'on observe les occultations de l'une des composantes par son compagnon.

La classification des étoiles variables est en constante évolution et la commission 27 de l'UAI est chargée de la mise à jour. Depuis la classification de Gaposchkin ci-dessus on peut ajouter que les phénomènes de pulsations au sein de l'enveloppe de l'étoile se présentent sous diverses formes, en particulier le mode de propagation de la pulsation peut-être radial ou non-radial, et le mode de pulsation de l'étoile ne se fait pas nécessairement sur son mode fondamental, elle peut osciller sur un mode harmonique, voire présenter plusieurs périodes simulanément, ou alternativement. Les phénomènes éruptifs sont un peu mieux compris et on distingue aujourd'hui les phénomènes récurrents (qui se produisent dans des systèmes binaires quand il y a du transfert de masse entre les composantes déclenchant des explosions de surfaces) de ceux qui restent transitoires (les supernovæ). Les étoiles binaires à éclipses connaissent à ce jour plusieurs types de classification, basés sur la forme de la courbe de lumière, la caractéristique physique des composantes ou le degré de remplissage du lobe de Roche. Une étoile, ou un système d'étoiles, peut appartenir à plusieurs classes simultanément, comme les étoiles binaires à éclipses dont l'une des composantes est une étoile pulsante. Ainsi Molenberghs et al. (1999) ont déterminé les paramètres orbitaux de deux systèmes binaires dont les composantes primaires sont des étoiles pulsantes de type β Cep. Les différentes causes de variabilité que l'on vient de voir se rencontrent au cours des étapes successives de l'évolution stellaire et les étoiles variables se trouvent par conséquent largement réparties dans le diagramme HR.
Pour la clarté du propos, nous allons décrire sommairement les différents types d'étoiles variables existant à ce jour et leur intérêt scientifique (la description complète des dénominations adoptées par le « General Catalogue of Variable Stars » est donnée en Annexe A) ; auparavant, nous allons rappeler quelques notions de populations stellaires.

1.1.3 Notions de populations stellaires

Nous présentons ici un modèle de populations stellaires hérité de Baade (1944) car il est encore utilisé pour décrire les étoiles variables. Au début des années 1990, ce modèle est apparu trop simpliste pour reproduire les observations mais, ceci étant assez récent, toutes les étoiles variables dont nous allons parler ici ne sont pas encore complètement repositionnées dans le nouveau modèle.

En étudiant les Galaxies M31, M32 et NGC 205, Baade (1944) a mis en évidence que dans le bulbe de ces galaxies, les étoiles les plus brillantes sont des géantes rouges tandis que dans les bras spiraux se trouvaient essentiellement des étoiles supergéantes bleues. Il émis donc l'idée de distinguer deux types de population :

- les objets de **Population I** qui sont associés aux bras spiraux, qui constituent le diagramme HR ordinaire et qui incluent les étoiles OB, les amas ouverts, les Céphéides, les régions HII etc ... donc les zones de formation d'étoiles,
- les objets de **Population II** qui sont associés aux sphéroïdes (le bulbe, le halo et les amas globulaires), qui , dans le diagramme HR, occupent la place des étoiles d'amas globulaire et autres étoiles vieilles.

Les étoiles de Population I appartiennent au disque galactique et tournent autour du centre galactique à peu près toutes dans le même sens. Elles présentent une faible dispersion cinématique au-dessus du plan galactique. Elles se répartissent dans un large éventail de types spectraux mais toutes ces étoiles sont à forte métallicité. Les amas ouverts sont constitués d'étoiles de population I (ainsi que l'amas globulaire 47 Tuc, dont on sait maintenant qu'il appartient au disque épais).

Les étoiles de Population II sont plus dispersées cinématiquement au-dessus du disque. Ce sont des étoiles vieilles qui sont supposées s'être formées avec la Galaxie, elles sont moins métalliques que les étoiles de population I et elles sont utilisées pour déterminer l'âge de la Galaxie. La plupart des amas globulaires sont constitués d'étoiles de population II.

Comme nous l'avons dit plus haut, ce modèle de galaxie est révolu, et on lui préfère une galaxie qui se décompose en trois populations : un **disque mince**, un **disque épais** et une composante sphéroïdale contituée **d'un halo et d'un bulbe** (à ce sujet on peut voir une description dans Jones & Wyse (1983) et une étude cinématique dans Soubiran 1993).

Il y a quelques points communs entre ce modèle et le précédent, et on peut dire que les étoiles de population II correspondent à des étoiles très vieilles, dont la métallicité est environ 100 fois plus petite que la métallicité solaire et une dispersion cinématique verticale importante, on les trouve donc dans le halo et le bulbe et en partie dans le disque épais. Les étoiles de population I regoupent des étoiles plus jeunes, elles ont une métallicité qui se rapproche de la métallicité solaire et ont une dispersion cinématique verticale faible à importante, elles peuplent donc entièrement le disque mince et en partie le disque épais.

1.1.4 Les étoiles variables dans le diagramme HR

Nombreux sont les articles de revue qui traitent directement de la variabilité dans le diagramme HR (Gautschy & Saio, 1995, 1996), ou indirectement comme dans les modèles d'évolution des étoiles (Chiosi et al., 1992a) ; il est important de mentionner aussi le livre de Sterken & Jaschek (1996) duquel sont extraites les figures illustratives ci-dessous.

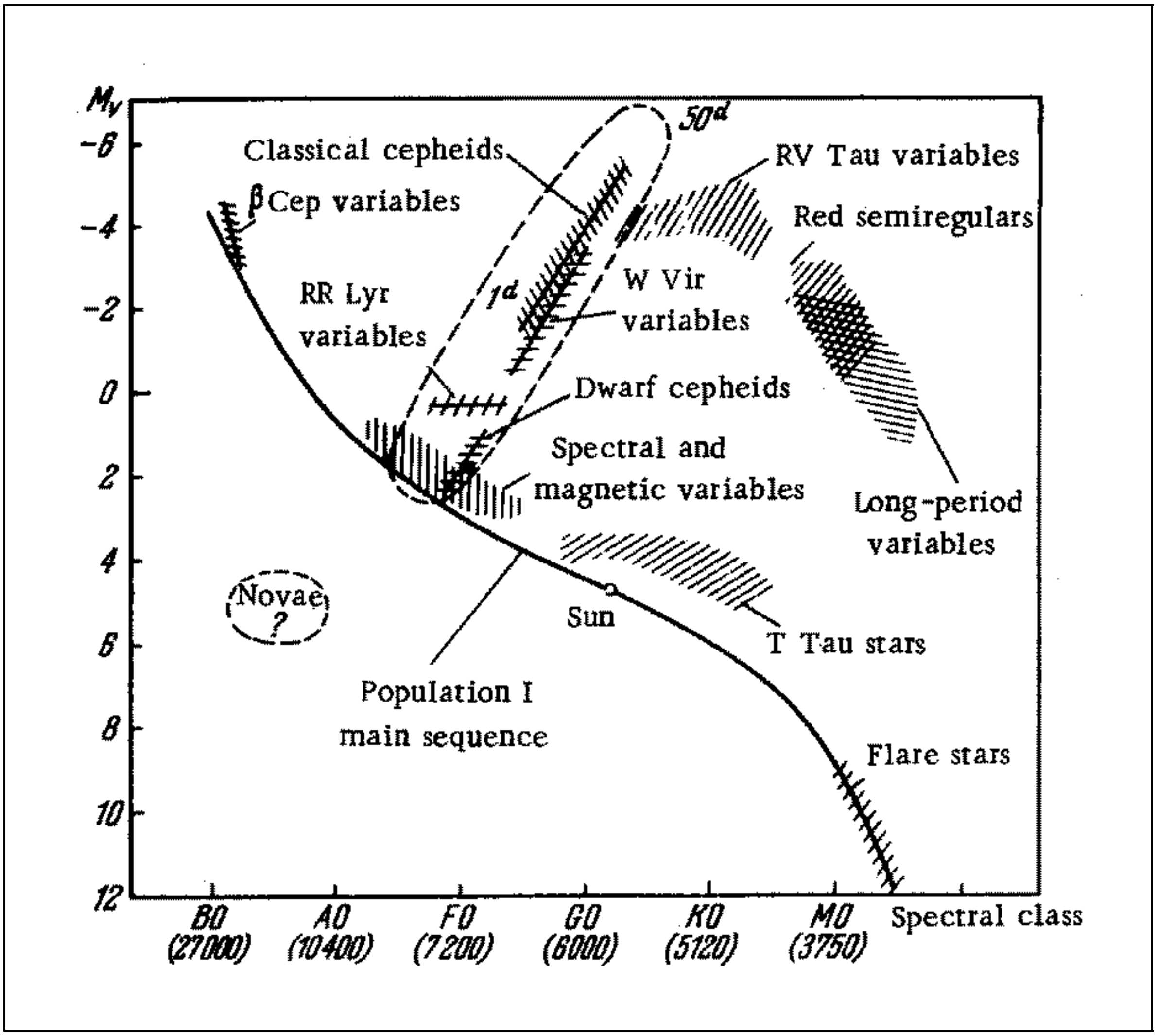


Fig. 1.2 : *Distribution des étoiles pulsantes (Figure de Cox (1974)). Au centre en haut est entourée la bande d'instabilité, dont on sait maintenant qu'elle s'étend jusqu'en bas à gauche du diagramme. En haut à droite, on trouve les étoiles à longues périodes, les Miræ appartiennent à cet ensemble.*

Etoiles pulsantes

La variation des étoiles pulsantes peut être expliquée par une pulsation radiale dans le mode fondamental faisant se dilater puis se contracter l'étoile tout en conservant la symétrie sphérique. Dès le debut du XX^e siècle (Shapley 1914), la période d'oscillation de ces étoiles a été reliée au temps dynamique de celles-ci, donné par la relation :

$$t_{dyn} = \sqrt{\frac{R^3}{GM}},$$

où R est le rayon de l'étoile, M sa masse et G la constante gravitationelle. L'observation de la période d'une telle étoile conduit donc à une estimation grossière de sa densité.

De plus, il existe une **bande d'instabilité** qui traverse le diagramme HR en diagonale, depuis les supergéantes jusqu'aux naines blanches. Elle est partiellement représentée sur la figure 1.2 par la région entourant les Céphéides, mais on sait aujourd'hui qu'elle se prolonge selon le même axe jusqu'en bas à gauche du diagramme, en croisant successivement les RR Lyræ au-dessus de la séquence principale, les δ Scuti (anciennement appelées « Céphéides Naines ») et les étoiles Am légèrement au-dessus de la séquence principale et enfin les naines blanches variables, telles les **ZZ Ceti**.

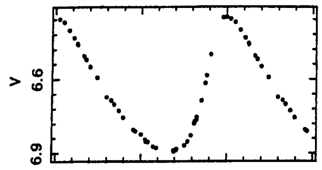
La relation Période-Luminosité des Céphéides fut mise en évidence empiriquement par H. Leavitt en 1912. Elle étudia 25 Céphéides du petit Nuage de Magellan et s'aperçu qu'il existait une relation linéaire entre le logarithme la période de ces étoiles et leur magnitude apparente. Elle pouvait supposer que toutes ces Céphéides étaient à la même distance, donc que la magnitude apparente de ces étoiles était immédiatement reliée à la magnitude absolue. La relation P-L était alors connue au point zéro près.

On sait aujourd'hui que cette relation varie selon que la pulsation se fait sur le premier harmonique (les étoiles sont alors contenues dans l'extrémité bleue de la bande d'instabilité (Szabados & Kurtz, 2000)) ou sur le fondamental (où elles sont réparties sur le reste de la bande). De plus, il a été montré que la métallicité influe sur la relation P-L dans certaines bandes photométriques. En effet, une Céphéide pauvre en métaux, pour une période et une température données, est moins lumineuse qu'une Céphéide riche en métaux, et à luminosité égale, une Céphéide pauvre en métaux est plus chaude, donc plus bleue qu'une Céphéide riche en métaux.

Les phénomènes physiques conduisant à la pulsation se comprenant de mieux en mieux, on est en mesure aujourd'hui de déterminer de telles relations pour d'autres types d'étoiles variables dans et hors de la bande d'instabilité.

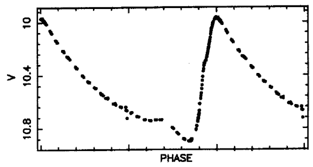
Etoiles pulsantes de la bande d'instabilité. Nous allons passer en revue brièvement les types d'étoiles variables qui peuplent la bande d'instabilité du diagramme HR, en commençant par les étoiles évoluées, puis en descendant vers la séquence principale. Nous ferons quelques allusions aux modèles de pulsation mais pour une description plus approfondie, le lecteur pourra se reporter aux ouvrages qui traitent de ce sujet, comme par exemple Rose (1998), ou Christensen-Dalsgaard (1998).

Les Céphéides sont des étoiles de population I, réputées pour être les traceurs du disque galactique, plus massives que $5M_{\odot}$ (il semble que la limite inférieure en masse soit autour de $4M_{\odot}$ pour les Céphéides à double mode d'oscillation). Elles servent d'indicateurs de distance. Elles sont dans la phase de combustion de l'hélium central. Elles peuvent traverser plusieurs fois la bande d'instabilité et on peut savoir dans quel sens elles la traversent selon que la variation séculaire de la période est croissante (vers la gauche dans un graphique $log\frac{L}{L_{\odot}}/logT_e$) ou décroissante (vers la droite). Les amplitudes de ces étoiles peuvent atteindre 2 magnitudes en V et les périodes s'étendent de 1 à 135 jours.



Courbe d'une Céphéide

Les RR Lyræ sont des étoiles de population II qui se situent préférentiellement dans le halo galactique et dans les amas. Elles sont issues d'étoiles plus massives que $0{,}8M_{\odot}$ et brûlent leur hélium central sur la branche horizontale des géantes, avec des masses comprises entre 0,5 et 2 $M_{\odot}$. Ces étoiles servent d'indicateurs de distance en direction des amas d'étoiles. Les périodes d'oscillation typiques des RR Lyræ sont d'environ une demi-journée et les amplitudes vont de 0,2 à 2 magnitudes. Les RRab peuvent connaître en plus une modulation due à l'effet Blazhko (induit par l'activité magnétique de l'étoile) sur des échelles de temps de 20 à 100 jours et une fraction d'entre elles présente un second type de modulation d'environ 4 ans liée au champ magnétique.



Courbe d'une RRab

Les Céphéides de population II ou W Virginis sont des étoiles de masses $0{,}5M_{\odot}$ environ, qui quittent la branche horizontale et s'approchent de la branche asymptotique des géantes. Elles peuvent alors entrer dans la zone d'instabilité (figure 1.3). Les périodes de ces étoiles vont de 0,8 jours, à la transition avec les RR Lyræ, jusqu'à 30 jours, limite au-delà de laquelle l'étoile sera plutôt considérée comme une RV Tauri. Les amplitudes de variations de ces étoiles sont comprises entre 0,3 et 1,2 magnitudes.

Les étoiles RV Tauri sont des étoiles de population II qui quittent la branche asymptotique des géantes et sont en train d'évoluer vers le domaine des naines blanches. Elles sont considérées comme des W Virginis à longues périodes et présentent des similarités avec les semi-régulières de type SRD.

Les δ Scuti sont des étoiles de population I dont la masse est comprise entre 1,5 et

$2{,}5M_\odot$. Elles se retrouvent dans la bande d'instabilité, soit lorsqu'elles brûlent leur hydrogène sur la séquence principale, soit lorsqu'elles quittent la séquence principale vers la base de la branche des géantes. Ce sont des variables périodiques de très faibles amplitudes (moins d'une magnitude) et de courtes périodes (0,02 à 0,25 jours) avec des modes d'oscillation très complexes, radiaux et non-radiaux ; de plus elles sont souvent multipériodiques. Ces étoiles sont représentatives du disque mince.

Les SX Phœnicis constituent une sous-classe des δ Scuti par la similitude de la pupart de leurs paramètres : les périodes sont plus courtes, de 0,04 à 0,02 jours, ainsi que les amplitudes et les formes des courbes de lumières sont très semblables. Ce sont aussi des sous-naines mais contrairement aux δ Scuti, elles peuplent le disque épais et sont de population II.

Les γ Doradus se trouvent à l'intersection de la limite rouge de la bande d'instabilité et de la séquence principale. Ce type d'étoiles variables, défini très recemment par Kaye et al. (1999), a été observé dans les données Hipparcos (Aerts et al., 1998) et présente des étoiles multi-périodiques, de faible amplitude ($< 0{,}1$ magnitude), dont la période moyenne est autour de 0,8 jours et dont le mode de pulsation semble être non radial et engendré par des modes de gravité.

Les étoiles de type roAp sont des étoiles de courtes périodes, dont les oscillations résultent de modes de pression et se font sur des harmoniques élevés. L'amplitude des variations n'excède pas 50 millièmes de magnitude et les périodes d'oscillation sont inférieures à 20 minutes. Ces étoiles présentent des périodes de rotation de 1 à 7 jours qui correspondent aux périodes de variation du champ magnétique. Les amplitudes de pulsation subissent des modulations liées à la variation du champ magnétique.

Etoiles pulsantes du haut de la branche asymptotique. La région qui englobe le haut de la branche asymptotique est aussi une zone de pulsation. Les étoiles qui arrivent dans cette partie du diagramme HR ont connu le flash de l'Hélium et subissent maintenant ce que l'on appelle les pulsations thermiques (Le Bertre et al., 1999). Toutes les étoiles de cette zone sont variables avec de plus ou moins grandes amplitudes et de longues périodes, entre 80 et plus de 2500 jours (Fig. 1.2). On y trouve les étoiles Mira et les semi-régulières.

Les Miræ sont des étoiles variables dont la pulsation est associée à la propagation d'onde de choc au sein de l'atmosphère. Ce sont des étoiles froides dont l'atmosphère présente des signatures de fortes bandes moléculaires d'absorption. La propagation des ondes de choc produit une variation de la température de l'atmosphère entrainant l'apparition cyclique de bandes d'absorption dans le visible dues à l'oxyde de titane (Iben & Renzini, 1983; Le Bertre et al., 1999). Ces phénomènes de variation d'opacité de surface sont la cause des grandes amplitudes observées (2,5 à 11 magnitudes dans la bande V). Ces étoiles ont de très grands rayons et les périodes observées vont de 80 à plus de 1000 jours.

Type	Amplitude(V)	Période (j)	Type Spectral	Type de pulsation	remarques
α Cygni	~ 0.1	1 - 25	Beq - AeqIa	non-radiale, multi-pér. superpos. pér. proches	variation magnétique du spectre
β Cep (β CMA) BCEPS	0.01 - 0.3 0.015 - 0.025	0.1 - 0.6 0.02- 0.04	O8-B6I-V B2-B3IV-V	gal. radiale	multi-périodiques
δ Cep	0.01 - 2	1 - 135	F-K Ib-II	radiale	
CEP(B)		P0 : 2 à 7	F-G Ib-III	P1/P0=0.71	
DCEPS	<0.5	< 7	F-G Ia-II	premier harmonique	symétriques
W Virginis	0.3 - 1.2	0.8 à 35	-	radiale	similaires à DCEPS
CWA		> 8	A-F(K) Ib-II		avec raies d'émission
CWB		< 8	A-G I-III		
δ Scuti DSCTC	0.003 - 0.9 <0.1 (V)	0.01 - 0.2	A0-F5 III-V V	modes radiaux et non-radiaux	parfois changement de modes de pulsation
γ Doradus	≤ 0.1	0.4 - 3	A7 - F5 IV-V	non radial, modes g	
L	-			lentes	
LB			K M C S		géantes
LC	~ 1				supergéantes
Mira	2.5 - 11	80 - 1000	M, N, R, S (Me, Ce, Se)	Radiale, mode fondamental ou harmonique	présence de raies d'émissions
RR Lyrae	0.2 - 2	0.2 - 1	A - F	radiale	effet Blazhko
RR(B)				P1/P0=0.745	
RRAB	0.5 - 2	0.3 - 1.2			asymétriques
RRC	< 0.8	0.2 - 0.5			quasi-sinusoïdes
RV Tauri	3 - 4	30 - 150	F - G au maximum	radiale	alternance de minima
RVA			K - M au minimum		primaires et secondaires
RVB	< 2	600 - 1500	-	modulation	moyenne cste
Semi-régulières	1 - 2	20 - >2000	M,C,S (Me,Ce,Se)		
SRA	< 2.5	35 - 1200	M,C,S (Me,Ce,Se)		périodiques
SRB	< 2.5	20 - 2300	M,C,S (Me,Ce,Se)	multi-périodiques	semi-régulières
SRC	~ 1	30 - 500	M,C,S (Me,Ce,Se)		
SRD	0.1 - 4	30 - 1100	F,G,K		
SX Phœnicis	< 0.7	0.04 - 0.08	A2 à F5 IV	multi-périodiques	
ZZ Ceti	0.001 - 0.2	0.00034 - 0.0134	Naines blanches	non radiale	
roAp	< 0.05	pulsation : $<$ 20 minutes rotation : 1 - 7 jours		harmoniques élevés rotation	pulsation modulée par champ magnétique

Tab. 1.1 : *Quelques caractéristiques générales des étoiles variables pulsantes.*

Les semi-régulières sont des étoiles froides dont les amplitudes de variation sont généralement inférieures à 2,5 magnitudes. On distinguent plusieurs sous-types : les SRA et les SRB sont des géantes tandis que les SRC sont des super-géantes. Les SRA sont plus volontiers périodiques que les SRB. Les types spectraux de ces étoiles sont M, C ou S. Ces étoiles sont soit sur la branche des géantes soit sur la branche asymptotique des géantes mais elles sont toujours moins lumineuses que les Miræ.

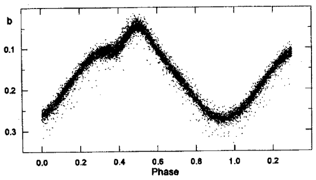
Les semi-régulières de type SRD sont plutôt de types spectraux F à K, ce sont aussi des géantes et des super-géantes, elles sont moins métalliques que les Miræ et les semi-régulières. Certaines sont peut-être reliées aux RV Tauri mais ce type d'étoiles reste encore mal connu à ce jour.

Les lentes irrégulières (L, LB, LC) sont des étoiles qui ne présentent pas de périodicité, ou alors très occasionnellement. Ce type de variables est relativement mal connu. On distingue cependant deux sous-types. Les LB, dont les types spectraux sont plutôt K à S, sont des géantes, tandis que les LC sont des supergéantes.

Etoiles pulsantes du haut de la séquence principale. En haut à gauche du diagramme HR se trouvent les β Céphéides (où β Canis Majoris) et les étoiles B lentement variables.

Les α Cygni sont des supergéantes dont les types spectraux sont Bep-AepIa, dont les amplitudes de variation sont de l'ordre de 0,1 magnitude, et dont les modes de pulsation sont non-radiaux. Elles paraissent souvent irrégulières car elles présentent des superpositions de périodes proches.

Les β Cephei sont des étoiles bleues (T=20000 à 25000 K) dont les types spectraux s'étendent de O8 à B6 et les classes de luminosités de I à V. Elles présentent de très courtes périodes, de 3 à 7 heures, et les amplitudes vont de 0,1 à 0,3 magnitudes. La courbe de vitesse radiale de ces étoiles ressemble à leur courbe de lumière mais décalée d'un quart de période. Le mode de pulsation est généralement radial mais pas systématiquement et ces étoiles sont souvent multipériodiques. L'origine de l'oscillation reste encore mal connue. Il existe un sous-type appelé BCEPS, dont les périodes sont de 0,02 à 0,04 jour et dont les amplitudes sont de 15 à 25 millièmes de magnitude.



Courbe d'une β Céphéide

Les étoiles B lentement variables (Slowly Pulsating B stars : SPB) sont des étoiles multipériodiques de type spectral B3-B8 avec des périodes comprises entre 1 et 3 jours. On est en présence de phénomènes de pulsation à petits l induit par des modes d'oscillation de gravité sur des étoiles à rotation. Ces étoiles sont comprises comme une extention des β Céphéides.

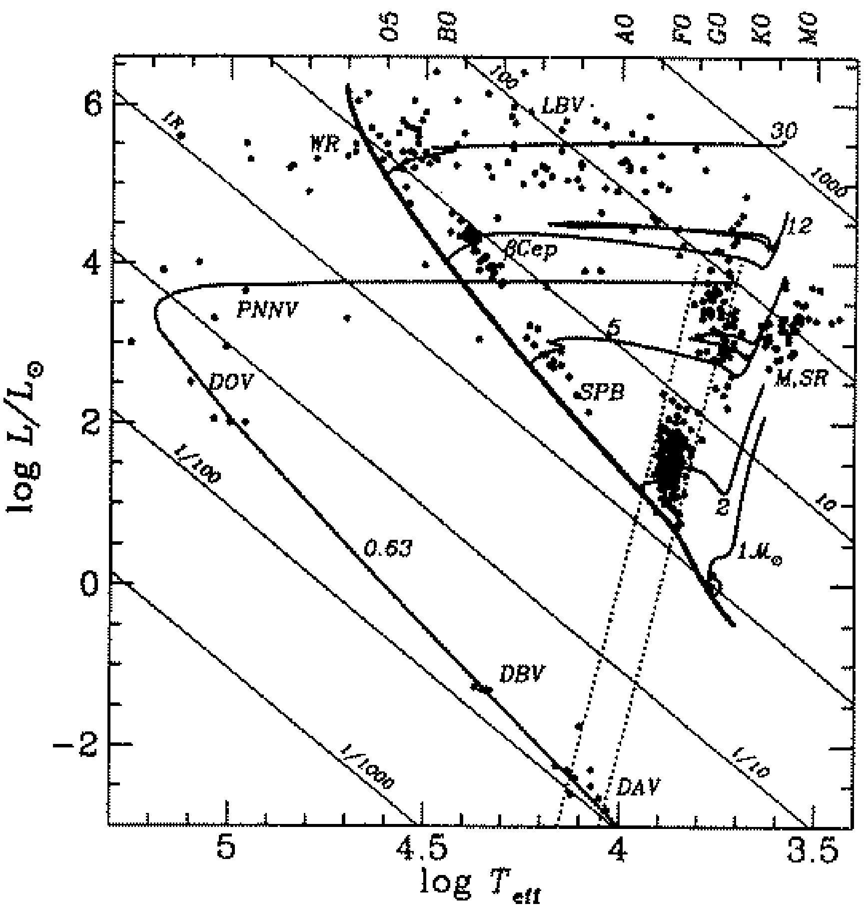
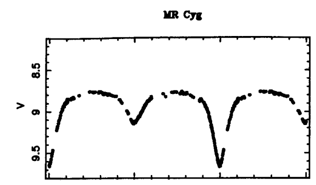


Fig. 1.3 : *Diagramme HR montrant la distribution des étoiles pulsantes, repésentées par des points. La ligne épaisse montre le lieu de la séquence principale d'âge zéro pour les étoiles d'abondance solaire. Des tracés évolutifs sont représentés pour quelques masses particulières en unité solaire, dont un chemin évolutif pour une post-AGB de* 0,63$M_\odot$ *quittant l'AGB à luminosité constante et descendant vers la séquence de refroidissement des naines blanches. Les lignes fines en diagonale sont les lignes de rayon constant. La bande d'instabilité, extrapolée vers la région des naines blanches, est encadrée par des lignes en pointillés. Figure de Gautschy & Saio (1995).*

Binaires à éclipses

Les binaires à éclipses sont typiquement des systèmes doubles dont le plan de l'orbite est proche de la ligne de visée de l'observateur (l'inclinaison entre le plan de l'orbite et le plan orthogonal à la ligne de visée est proche de 90 °), si bien qu'on observe les deux astres s'éclipsant mutuellement. L'observateur perçoit donc alternativement l'éclat combiné des deux astres, puis une baisse de luminosité qui est proportionnelle à la surface d'intersection des deux astres projetés sur le ciel.

Les binaires à éclipses de type Algol (EA) sont des étoiles variables dont de la courbe de lumière a la particularité de présenter un plateau de luminosité à peu près constante entre les éclipses, le minimum principal peut être peu profond si l'éclipse est partielle, ou profond (quelques magnitudes) si l'éclipse est totale. Le minimum secondaire est beaucoup plus faible, voire inexistant. Les moments de début et de fin d'éclipse sont bien visibles.



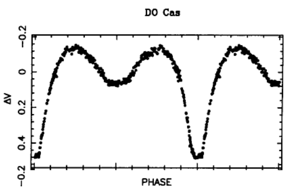
Courbe d'une EA

Parmi les EA on trouve des binaires à différents stades évolutifs :

- les deux étoiles sont sur la séquence principale de type spectral O à M ;
- au moins une des composantes est déjà évoluée mais n'a pas encore rempli son lobe de Roche ;
- l'une des composantes a rempli son lobe de Roche et transfère de la masse sur sa voisine ;
- l'une des composantes est déjà très évoluée (sous-naine chaude ou naine blanche).

Les binaires présentant une composante évoluée effectuant du transfert de masse sont appelées « Algol-like » et leur courbe de lumière peut être soit de la forme EA, soit de la forme EB. Ironiquement, l'étoile β Lyræ qui est le prototype des EB est en fait une « Algol-like ». Les périodes orbitales peuvent aller de la fraction de jour à plusieurs années (27 ans pour ϵ Aurigæ). La forme de la courbe de lumière des EA résulte du faible rapport entre les rayons des étoiles et la distance qui les sépare.

Les binaires à éclipses de type β Lyræ (EB) se distinguent par une courbe de lumière qui varie continuement entre les éclipses, rendant difficile l'identification des instants de début et de fin d'éclipse. Le minimum primaire et le minimum secondaire sont de profondeurs différentes, les périodes orbitales sont supérieures au jour et les types spectraux sont plutôt B ou A.



Courbe d'une EB

La forme de la courbe de lumière semble être produite par une binaire dont l'une au moins des composantes est rendue ellipsoïdale par effet de marée (car la séparation entre les étoiles est plus petite que dans le cas d'une EA) et l'une des composantes peut remplir son lobe de Roche.

Parmi les EB on trouve des binaires à différents stades évolutifs :

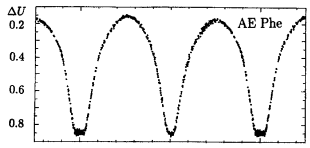
- deux étoiles de la séquence principale relativement proches donnant des périodes orbitales très courtes ;
- au moins une des composantes est déjà évoluée mais n'a pas encore rempli son lobe de Roche ;

- une binaire semi-détachée dont la composante évoluée transfère de sa masse sur la moins évoluée ;
- une binaires dont l'une des composantes est très évoluée (sous-naine chaude ou naine blanche) et l'autre, moins évoluée, produisant l'effet d'ellipticité.

On peut noter que certaines des étoiles binaires classées EB ne s'éclipsent pas du tout, la courbe de lumière n'est produite que par les effets d'échauffement mutuel des composantes.

Les variables de type RS Canum Venaticorum sont des binaires serrées dont au moins la plus chaude des composantes est de type spectral F ou G, au moins une des composantes a quitté la séquence principale mais n'a pas encore rempli son lobe de Roche. Ces binaires sont si serrées qu'elles s'induisent mutuellement des perturbations dans leurs enveloppes. Ces perturbations sont source de variabilité quasi-périodique de l'éclat mais l'amplitude visuelle n'est que de 0,2 magnitude en V et ces étoiles appartiennent plutôt aux sources X. Ces étoiles émettent en rayons X, en radio et présentent des raies d'émission dans l'ultra-violet. Elles perdent de la masse par vent, ont une période orbitale variable, présentent des points chauds observables par rotation et des variations d'éclat liées à une activité magnétique. La plus grande cause de la forme de la courbe de lumière est la présence des points chauds, ce qui explique que ces étoiles apparaissent aussi dans la classe des étoiles éruptives. Dans certains cas, elles peuvent aussi être des binaires à éclipses.

Les binaires à éclipses de type W Ursæ Majoris (EW) montrent une courbe de lumière qui varie continuement, due aux éclipses d'une part et aux variations d'aspect des composantes qui se déforment mutuellement par effet de marée d'autre part. Les minima sont à peu près de même profondeur, indiquant une température de surface similaire pour les deux composantes et les périodes s'étendent d'environ 7 heures jusqu'à 1 jour. Les étoiles sont supposées être en contact et l'étoile la plus massive transfère de sa masse au compagnon via une enveloppe commune.



Courbe d'une EW

Ces systèmes sont de véritables laboratoires pour l'astrophysicien, car on est en mesure de déterminer la période, les paramètres orbitaux, mais surtout les rayons des composantes, les masses, etc ... , paramètres actuellement inaccessibles pour des étoiles simples (Fitzpatrick et al., 2000). La connaissance de ces paramètres pour chacune des composantes de ces systèmes conduit ces étoiles à servir d'indicateurs de distance (Mochejska et al., 2001, et références associées) et de tests des modèles de formation des étoiles doubles dans les amas et de leur évolution au sein de ces amas (Duchêne et al., 2000).

Type	Amplitude	Période	Type Spectral	Remarques
Eclipsantes				
EA	0.01 - >1	0.2 jour à 27 ans	O à M	constante entre les éclipses
EB		supérieure à 1 jour	B - A	minima de profondeur inégale
RS CVn	~ 0.2	variable	F - G	phénomènes chromosphériques
EW		7 heures à 1 jour	A- K	minima de même profondeur
EWA		< 0.8 jour	A - F	
EWW		> 0.8 jour	G - K	
Rotation				
α CVn	0.01- 0.1	0.5 - 160 j	B8p - A7p	magnétiques
BY Dra	0.01- 0.5	0.1 - 120 j	dGe - dMe	parfois éruptive
ELL	< 0.1	qques j.	-	enveloppe commune
FK Com	> 0.1	qques j.	Géantes	enveloppe commune
Pulsar	0.8	0.001 à 4 s		
SX Arietis	0.1	1 j		magnétiques

Tab. 1.2 : *Quelques caractéristiques générales des variables éclipsantes et des variables par rotation.*

Etoiles variables par rotation

La variation observée est dans ce cas causée par la non-uniformité de la brillance de surface et/ou par une forme rendue ellipsoïdale, mise en évidence par la rotation axiale de l'étoile. La non-uniformité de la brillance de surface résulte de la présence de points chauds ou des inhomogénéités chimiques de l'atmosphère induits par un champ magnétique dont l'axe diffère de l'axe de rotation.

Sur la séquence principale, on trouve les **SX Arietis** (B0p-B9p) dont les variations de luminosité et du champ magnétique, de l'ordre du jour, coïncident avec la période de rotation de l'étoile. Les amplitudes typiques sont de 0,1 magnitude en V. Les étoiles de type α **Canum Venaticorum** sont des SX Arietis de types spectraux plus tardifs (B8p-A7p), avec des périodes de variation du champ magnétique et de la luminosité d'une demi-journée à plus de 120 jours et dont les amplitudes sont généralement inférieures à 0,1 magnitude en V.

Parmi les étoiles évoluées, on trouve les **BY Draconis** qui sont des naines (dKe-dMe) présentant des variations quasi-périodiques sur des échelles de temps de la fraction du jour à quelques 120 jours. Les amplitudes de variation peuvent atteindre 0,5 magnitude en V. La variation est causée par des points chauds et une activité chromosphérique à la surface de l'étoile, mis en évidence par la rotation de celle-ci. Ces étoiles peuvent connaître des phénomènes violents et appartenir aussi à la classe des éruptives.

Certains **pulsars**, observables dans le visible, sont considérés comme des variables à rotation. Dans ce cas on a affaire à une étoile à neutrons. Ces étoiles ont une forte activité magnétique et émettent du rayonnement par leurs pôles magnétiques[1]. Les périodes de rotation sont très courtes, de 0,0004 à 4 secondes et les amplitudes peuvent atteindre 0,8 magnitude.

Deux types de binaires serrées entrent aussi dans la catégorie des variables à rotation, ce sont les **elliptiques** (ELL) et les **FK Comæ Berenices**. Les variations observées chez les elliptiques sont reliées à la rotation du système par le fait que l'on observe des inhomogénéïtés de la brillance de surface, produites par des échauffements au sein de l'enveloppe commune de ces étoiles. Les amplitudes n'excèdent pas 0,1 magnitude en V. Les FK Comæ Berenices présentent des amplitudes de variation plus importantes, jusqu'à 0,5 magnitude en V. Ce sont des géantes de types spectraux G à K dont la période de rotation (quelques jours) est égale à la période de révolution. Ces étoiles pourraient être des binaires serrées anciennement de type W Ursæ Majoris à un stade plus évolué.

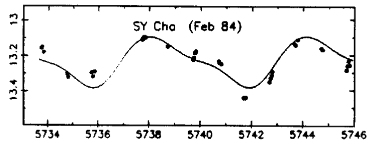
Etoiles éruptives

Ce groupe très inhomogène regroupe des étoiles dont les processus de variation sont souvent irréguliers et violents. Le siège de ces processus se situe dans la chromosphère ou

[1] Les pôles magnétiques sont différents des pôles de rotation et lorsque le cône décrit par le pôle magnétique coïncide avec la ligne de visée, on observe un effet de « phare ».

la couronne de l'étoile. Il peut s'agir de perte de masse par des vents stellaires variables et/ou de leurs interactions avec le milieu interstellaire.

C'est le cas des étoiles variables de la famille des **étoiles d'Orion**. On appelle ainsi toute étoile associée à, en interaction avec, ou à l'intérieur d'une nébuleuse à réflexion. On distingue les INA de types spectraux B à A, des INB, de types spectraux plus tardifs (F à M). Les T Tauri (INT) sont caractérisées par la présence de raies fluorescentes du Fer en émission et des types spectraux F à M. Les FU Orionis appartiennent à une étape intermédiaire, avec des types spectraux allant de A à F et toujours de l'émission assurée par la présence d'une nébuleuse à réflexion.



Courbe d'une T Tauri

Les étoiles du type γ **Cassiopeiæ** sont des étoiles à rotation rapide, de types spectraux B III-IVe qui perdent de la masse irrégulièrement par la force centrifuge depuis leur zone équatoriale. On peut observer la formation d'un anneau ou d'un disque autour de ces étoiles, pouvant produire une diminution d'éclat. Les amplitudes de variation de ces étoiles peuvent atteindre 1,5 mag. en V.

Les étoiles **S Doradus** sont des étoiles associées à des nébuleuses diffuses et entourée d'une enveloppe en expansion (P Cygni, η Carinæ). Ces étoiles sont de types spectraux Bpec-Fpec. Les variations observées sont irrégulières, bien que parfois cycliques et d'amplitude 1 à 7 magnitudes en V.

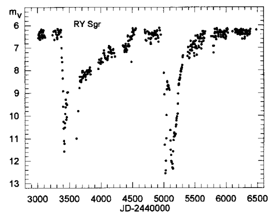
Les étoiles de **Wolf** et **Rayet** sont très lumineuses, de population I[1] très chaudes (30 000 à 50 000 K). Quand ces étoiles sont variables, les amplitudes sont de l'ordre du centième de magnitude. La variabilité de ces étoiles peut avoir plusieurs causes, certaines sont binaires et on observe une variation liée aux effets de marée et parfois à des occultations, certaines sont pulsantes ou éruptives. Les échelles de périodes vont de la milliseconde lorsqu'on est en présence d'une binaire avec un pulsar à des variations de quelques jours. Les courbes de lumière de ces étoiles peuvent donc être relativement compliquées.

Les **RS Canum Venaticorum** sont des étoiles binaires serrées induisant mutuellement des perturbations dans leurs enveloppes. Nous en avons déjà parlé dans le cadre des binaires à éclipses.

Il reste enfin les types qui ne ressemblent pas aux groupes précédents, comme les **rapides irrégulières** (IS) dont les amplitudes sont de l'ordre de 0,5 à 1 magnitude parcourue en quelques heures à quelques jours. Si ces étoiles semblent en relation avec une nébuleuse diffuse alors elles passent dans le groupe des T Tauri. Beaucoup d'étoiles ont appartenu à ce groupe avant d'être reclassées comme binaires à éclipses ou RR Lyræ.

[1] Il existe une confusion dans les nomenclatures car le terme Wolf Rayet est aussi utilisé pour désigner certaines étoiles centrales de nébuleuses planétaires qui sont des étoiles de population II.

Les **R Coronæ Borealis** constituent un groupe d'objets rares. Elles passent la majeure partie du temps à un niveau de brillance maximum, puis connaissent des chutes de luminosité pouvant atteindre 9 magnitudes à des intervalles apparemment imprévisibles. L'étoile éjecte de façon aléatoire des particules de carbone qui finissent par se condenser à une certaine distance de l'atmosphère (toujours mal connue) pour donner cet effet d'extinction.



Courbe d'une R CrB

Les **UV Ceti** sont des naines de types spectraux K - M qui présentent parfois des « flares[1] » pouvant faire augmenter la luminosité de l'étoile de quelques magnitudes en quelques secondes, puis l'étoile retourne à sont état normal en quelques minutes. Les amplitudes de ces phénomènes sont beaucoup plus important dans l'ultra-violet.
Les étoiles variables classées seulement **I, IA, IB** sont en général des étoiles dont on ne sait pas grand-chose, sinon qu'elles ne sont pas périodiques ; cela ne signifie pas forcément que la variabilité provient de phénomènes éruptifs.

Variables cataclysmiques

Ces étoiles connaissent des explosions causées par des processus thermonucléaires à la surface (novæ) où dans le couches profondes de leur atmosphères (supernovæ). Certaines étoiles sont appelées Novalike, car le comportement observé ressemble à celui des Novæ.

Les supernovæ sont des étoiles en fin de vie. Elles connaissent une violente explosion, la magnitude augmente de 20 magnitudes au moins et l'étoile expulse une grande partie de son atmosphère. Après l'explosion, l'étoile devient un corps dégénéré de type pulsar entouré d'une nébuleuse de matière en expansion. On distingue deux types de supernovæ. Les supernovæ de type I dont le taux de décroissance de l'éclat quelques jours après l'explosion atteint une valeur constante de 0,014 magnitude par jour. Les progéniteurs de ces supernovæ pourraient être un système composé d'une naine blanche massive qui accrète de la matière de son compagnon et atteint la limite de Chandrasekhar, ou bien de la fusion d'un système binaire constitué de deux naines blanches. Dans les deux cas, la masse de la naine blanche au moment de l'explosion étant toujours à peu près la même, la magnitude absolue au moment du maximum d'éclat est aux alentours de $-18 \pm 0{,}2$. Il faut noter cependant que l'analyse du taux de décroissance de la courbe de lumière dans les 15 jours après l'explosion nous renseigne sur la masse exacte de l'enveloppe et nous permet donc de mieux connaître la valeur de la magnitude absolue du maximum et d'en réduire l'incertitude de 0,2 à 0,1. En effet, si une supernova décline plus lentement qu'une autre, c'est que la masse de son enveloppe était légèrement supérieure, et dans ce cas, le maximum d'éclat doit être sensiblement plus brillant (Macchetto, 1999). Une fois que la magnitude absolue d'une supernova de type I au maximum d'éclat

[1] Le terme flare décrit ici des phénomènes éruptifs de courte durée, typiquement moins d'un quart d'heure

Type	Amplitude	Période	Type Spectral	remarques
Eruptives				
Type Orion FU Orionis INA INB T Tauri (INT)	 augmentation de 6 magnitudes en qques mois parfois chute d'éclat type EA	 - -	 Ae - Gp B - A ou Ae F - M (Fe-Me) Fe - Me	 nébuleuse à réflexion K - M : flares
γ Cassiopeiae	diminution de 1,5 magnitude	-	Be III-V	
I IA IB	- - -	- - -	- O-A F-G à K-M	groupe inhomogène irrégulières irrégulières
IS ISA ISB	0.5 - 1 - -	irrégulière - -	 B - A F - M	variations rapides - -
RS Canum Venat.	0.2		-	binaires
R Coronae Borealis	diminution de 1 à 9 magnitudes pulsation $\sim$ 0,1 magnitude	chute d'éclat :10 à 100j 30 à 300j	Bpe-R	*environ 30 membres*
S Doradus	1 à 7	-	Bpeq-Fpeq	bleues, LBV, η Carinae
UV Ceti	0.1 à 6		KVe - MVe	flares
W Ceti	0.1 à 6		KVe - MVe	flares
Wolf Rayet	< 0.1	irrégulière	-	
Cataclysmiques				
Nova	7 à 19	-		binaires serrées
Supernova	20	-		
U Gem		0.05 - 0.5 j		binaires lobes de Roches
Z And	< 4 -	-		binaires serrées envel. excitée

Tab. 1.3 : *Quelques caractéristiques générales des variables éruptives.*

est déterminée, et comme on connaît la magnitude maximum observée, on déduit immédiatement le module de distance, et les supernovæ de type I peuvent ainsi servir d'indicateurs de distance (Regnault, 2000).

Les supernovæ de type II présentent des courbes de lumières beaucoup plus variées, et le taux de décroissance est autour de 0,1 magnitude par jour. Il ne s'agit pas cette fois d'un système double, mais de l'effondrement d'une étoile massive ($> 8M_{\odot}$) lorsque se forme le noyau de Fer. La masse du progéniteur au moment de l'explosion étant moins bien définie que dans les SNI, elles ne servent pas d'indicateur de distance.

Les Novæ N, NA, NB, NC, NL, NR sont des binaires serrées dont les périodes orbitales vont de 0,05 à 230 jours. L'une des composantes est une naine chaude et la composante froide peut être une géante, une sous-géante ou une naine de type spectral K-M. L'étoile froide remplit son lobe de Roche et transfère de la masse sur la naine blanche. La matière ne tombe pas directement sur la naine blanche mais forme d'abord un disque d'accretion autour de celle-ci et tombe en spiralant. Lorsqu'une quantité suffisante de matière se trouve à la surface de la naine blanche, une réaction thermonucléaire se produit et l'étoile connait une brutale augmentation d'éclat pouvant atteindre 19 magnitudes durant un intervalle de 10 à plusieurs centaines de jours. Puis l'éclat redescend lentement, cela peut prendre de quelques mois à plusieurs années.

Les Novalike sont des binaires serrées composées d'une naine blanche et d'une étoile moins évoluée. Le taux d'accretion est moins important que dans le cas des novæ et la masse de la naine blanche est aussi plus faible. Les phénomènes cataclysmiques y sont donc moins importants.

Les Novæ naines (U Gem) sont des étoiles binaires en interaction dont la primaire est une naine blanche mais dont la secondaire est une étoile de la séquence principale de type G à M. De la matière est arrachée de l'étoile naine et cette matière vient former un disque d'accretion autour de la naine blanche. Lorsque de la matière finit par s'effondrer sur la naine blanche, il s'ensuit une explosion de surface générant un accroissement de la luminosité du système de plusieurs magnitudes. Les novæ naines sont caratérisées par des explosions à intervalles presque réguliers que l'on qualifie de cycle moyen. On distingue trois sous-types. Les SS Cyg ont des cycles moyens de 30 à 100 jours, pour les Z Cam ils sont plutôt entre 10 et 30 jours, enfin les SU UMa connaissent deux types d'éruptions ; le premier type se produit tous les 15 à 45 jours, on observe une petite amplitude et le phénomène ne dure pas plus de 20 jours, et le second type appelé « superoutburst » est beaucoup moins fréquent, plus brillant et dure de plusieurs mois à plusieurs années.

Les étoiles symbiotiques (Z And) sont des binaires en interaction comprenant une géante de type spectral M-C et une étoile dégénérée. On observe un disque d'accrétion et éventuellement un point chaud. Le système est entouré d'une enveloppe étendue excitée par le rayonnement de l'étoile chaude et parfois aussi par le point chaud, conduisant à des raies d'émission dans le spectre. On observe des variations irrégulières de luminosité pouvant atteindre 4 magnitudes.

1.1.5 Importance des étoiles variables comme outils astrophysiques

L'observation des courbes de lumière des étoiles variables a permis la compréhension d'un certain nombre de phénomènes qui ont conduit ces étoiles à devenir, au fil du temps, des outils de grande importance.

Chandelles standards de distance

Un grand problème de l'astrophysique est la détermination précise des distances des étoiles. Une méthode consiste à mesurer la parallaxe de ces étoiles mais jusqu'à l'avénement de Hipparcos, on ne savait guère les mesurer avec une précision meilleure que 0,01 arcsec et on ne mesurait donc que des distances inférieures à 100 pc. Cependant, comme on l'a déjà vu, certains types d'étoiles variables servent de chandelles standards de distance, car un des paramètres de ces étoiles conduit à une mesure indirecte de leurs distances (voir par exemple Egret & Heck (1999)).

- C'est le cas des δ Céphéides et des RR Lyræ qui sont couramment utilisées comme chandelles standards de distance. Mais certains types jusqu'alors peu exploités comme les δ Scuti et les Miræ suivent aussi une relation Période-Luminosité et commencent à être suffisamment connus pour servir d'indicateurs de distances.
- On peut noter que les binaires à éclipses dont on connait les paramètres stellaires servent aussi d'indicateur de distance. En effet, à partir du moment où on peut déterminer le rayon des étoiles (à partir de la courbe de lumière et d'un modèle de binaires à éclipses) et la température effective, alors on obtient la luminosité intrinsèque des étoiles et donc une estimation du module de distance (Nelson et al., 2000).
- Les supernovæ de type Ia sont le résultat d'une explosion thermonucléaire d'une naine blanche constituée de carbone et d'oxygène ayant atteint sa limite de Chandrasekhar. Ce phénomène, correspondant à de petits intervalles de paramètres physiques possibles, se produit dans des étoiles dont on identifie correctement les populations parentes. On suppose donc connue la luminosité intrinsèque de ces objets au moment du pic de luminosité, ce qui donne une information immédiate sur la distance de l'objet (Macchetto, 1999; Arnett, 1982).

Modèles de structure interne, d'évolution, de synthèse de populations

Les étoiles variables sont aussi très utiles dans la mesure où les paramètres fondamentaux que l'on détermine apportent des contraintes sur notre connaissance de l'évolution stellaire ou des structures internes des étoiles. Pour les binaires à éclipses détachées, par exemple, on a accès aux indices de couleur des composantes donc à leurs températures effectives, à leurs rayons et donc à leurs luminosités. Dans le cas de l'étude des binaires semi-détachées, on peut contraindre les modèles de processus de transfert de masse entre les composantes. L'étude des binaires en contact permet de comprendre l'évolution de ces systèmes et en particulier de l'état thermique induit par la proximité du compagnon. Il est important de comprendre les processus mis en jeu dans les étoiles évoluées en pulsation régulière ou irrégulière ainsi que les implications sur la structure interne et sur l'évolution de la métallicité de ces objets. En outre, ce sont les plus gros contributeurs à la luminosité intégrée des galaxies, il faut donc les prendre en compte correctement dans les modèles de synthèse de populations et d'évolution des galaxies. En particulier, on s'est aperçu qu'il était important de pouvoir définir un "spectre moyen" pour les AGB par exemple car ces objets présentent des spectres variables sur des échelles de l'ordre de l'année, mais aussi sur des échelles de temps plus grandes en fonction de leur composition chimique (selon que l'étoile est carbonée ou oxygénée (Le Bertre et al., 1999)).

Questions ouvertes

On peut dire aujourd'hui que l'on a une compréhension générale des processus à l'origine de la variabilité mais il reste des points obscurs tant dans les modèles de pulsation (on ne connait pas encore le mécanisme de pulsation des β Cep) que dans les relations qui existent entre certains types d'étoiles variables en terme d'évolution (les FK Com sont-elles des W UMa à un stade plus évolué ? Y a-t-il vraiment un lien entre les RR Lyr, les W Vir et les RV Tau ?).
Il est donc nécessaire de développer les moyens d'observer davantage ces objets. L'amélioration des moyens techniques a permis de passer de l'observation visuelle puis photographique, à l'observation photoélectrique. Ces dix dernières années, avec l'avénement des CCD, on a vu apparaître des observatoires automatisés au sol (ASAS, ROTSE, EROS, MACHO ...) et les projets spatiaux comme Hipparcos, XMM (mission en cours), DIVA (lancement 2004) puis GAIA (lancement vers 2010) et bien d'autres encore. Sans être dévolues aux étoiles variables, toutes ces missions auront de fortes retombées sur la connaissance de ces objets à plus ou moins long terme.

1.1.6 Impact des grands relevés sur la recherche des étoiles variables

Nous devons les premières retombées des grands relevés sur la connaissance des étoiles variables aux programmes de recherche d'événements microlentilles. Sans prétendre être exhaustif[1], on peut citer les programmes MACHO (Alcock et al., 1999, et références

[1]Bohdan Paczynski tient à jour une page web sur laquelle il fait référence à un certain nombre de liens à ce propos : `http://www.astro.princeton.edu/faculty/bp.html`

associées), OGLEI (1992-1997) (Paczynski et al., 1995, et références associées), OGLEII (depuis 1997) et EROS qui couvrent les Nuages de Magellan et le bulbe galactique chaque nuit exploitable. Tous ces projets trouvent des étoiles variables dont les magnitudes dans le visible sont comprises entre 15 et 20. Ainsi, 631 étoiles variables ont été découvertes dans les données EROS sélectionnées dans un champ de 0,25 degrès carrés en direction de la barre du grand nuage de Magellan dans le cadre du programme AGAPEROS (Melchior et al., 2000).

Le programme MOA cherche aussi des événements microlentilles vers les nuages de Magellan (Hearnshaw et al., 2000, et références associées).

Le programme DIRECT a pour objectifs les galaxies M31 et M33 du voisinage local à la recherche de binaires à éclipses détachées, de binaires spectroscopiques à simples ou à doubles raies, dans le but de calibrer les distances (Mochejska et al., 2001, et références associées).

Le programme LOTIS a pour but premier d'observer les contreparties optiques des sursauts de rayons Gamma (Park et al., 1999, et références associées). Des étoiles variables commencent à apparaître dans leur base de données et sont en cours de publication.

On peut encore citer des programmes affectés à la recherche d'étoiles variables, comme ROTSE, (Marshall et al., 1997; Akerlof et al., 2000) qui recherche de la variabilité dans l'hémisphère nord, de la magnitude 11 à la magnitude 15 et comme ASAS (Pojmański, 1997, 1998, 2000) qui recherche des phénomènes transitoires dans l'hémisphère Sud jusqu'à la magnitude 13. Ces prospections n'ont actuellement couvert qu'une fraction du ciel.

Le programme intitulé « The Faint Sky Variability Survey » cherche des étoiles variables de magnitudes 17 à 25 sur des échelles de temps de la dizaine de minutes à quelques années, avec une précision en fonction de la magnitude allant de 3 millimagnitudes à 0,2 magnitude, dans une zone de 50 degrés carrés à moyenne latitude galactique (Groot et al., 1999).

Enfin le programme Hipparcos a fourni un relevé photométrique des étoiles du voisinage solaire mais il n'est complet que jusqu'à la magnitude $V = 7-9$ selon la hauteur au-dessus du plan galactique et le type spectral.

Dans l'optique de connaître la variabilité dans notre Galaxie, le programme Tycho, qui couvre tout le ciel jusqu'à la magnitude $T = 10{,}9$, se positionne donc dans l'intervalle laissé entre Hipparcos et les grands relevés.

1.2 Hipparcos et le programme Tycho

1.2.1 Hipparcos

Le premier objectif du satellite **Hipparcos** était la détermination des parallaxes et des mouvements propres des étoiles du voisinage solaire. Son principe de fonctionnement, dû à Pierre Lacroute, était de superposer deux champs distants d'un angle fixé afin de mesurer les distances angulaires entre les étoiles. Animé d'un mouvement de rotation constant, le satellite devait balayer toute la sphère céleste à de multiples reprises. Construit à l'initiative de l'ESA, le satellite fut lancé le 8 août 1989. Il devait opérer pendant deux ans et demi, mais, suite à la défection du moteur d'apogée, il resta sur une orbite proche de son orbite de transfert. Afin de compenser les inconvénients venant de cette situation imprévue (perte de mesures, bruit de fond parfois important ...) sa mission fut prolongée jusqu'à trois ans et demi. Les objectif initiaux purent ainsi être atteints et un catalogue de 118 000 étoiles a été produit. En marge des mesures astrométriques, ce catalogue contient aussi des mesures photométriques précises obtenues simultanément.

1.2.2 Tycho

Parallèlement à son instrument principal, le satellite Hipparcos avait à bord un repéreur d'étoiles. Ce repéreur avait pour but premier de déterminer l'attitude du satellite en temps réel, à partir des séquences d'étoiles qui traversaient son champ. Erik Høg (1982) proposa de l'utiliser pour obtenir un catalogue astrométrique et photométrique plus profond, idée qui conduisit au programme **Tycho** (dont on verra le fonctionnement en détails dans le **chapitre 2**). On installa donc deux photomètres derrière le repéreur d'étoiles afin de faire de la photométrie dans les deux couleurs B_T et V_T (les filtres de Tycho sont proches des bandes B_J et V_J du système de Johnson (voir Scales et al., 1992)). Le catalogue Tycho ainsi obtenu est complet jusqu'à la magnitude $T = 10{,}9$ et contient les magnitudes moyennes et les positions de plus d'un million d'étoiles, déterminées à partir des 130 mesures obtenues (en valeur médiane) pour chaque étoile. Ultérieurement, une nouvelle réduction produisit le catalogue Tycho–2, riche de 2,5 millions d'étoiles.

1.3 Estimation du nombre de variables à trouver

En 1987, donc sur la base des conditions d'observations initialement prévues, Mauder & Høg ont publié une étude statistique sur le pouvoir de détection de Tycho en matière d'étoiles variables. Ils étaient arrivés à la conclusion que l'on devrait découvrir quelques milliers de nouvelles étoiles variables dans les données photométriques de Tycho et avoir ainsi un relevé quasiment complet pour la plupart des types de variabilité jusqu'à une magnitude donnée. Le tableau 1.4 résume leurs estimations minimales pour quelques grands types de variabilité. On peut remarquer qu'ils annonçaient alors beaucoup de δ Céphéides et de binaires à éclipses et, en comparaison, assez peu de RR Lyræ. On verra au **chapitre 9** qu'on a trouvé beaucoup plus de RR Lyræ que de Céphéides.

D'autre part, ils conseillent d'attacher une attention toute particulière aux δ Scuti et aux α Canum Venaticorum, on verra qu'ils avaient raison pour la première de ces deux catégories. Finalement, ils évaluent une détectabilité en fonction de la magnitude limite que nous rappelons dans le tableau 1.5.

magnitudes (B)	δ Cep	RR_{ab}	RR_c	EW	EA	EB
6.5 à 10.0	450	-	-	53	1060	582
9.0 à 10.0	226	8	8	51	498	185
6.5 à 11.0	1200	-	-	143	2900	1570
9.0 à 11.0	610	22	22	135	1340	500

Tab. 1.4 : *Les nouvelles variables attendues dans Tycho, estimation minimale du nombre de candidates à découvrir selon Mauder & Høg (1987).*

Type	B_{lim}	Nombre de variables connues	détectables	Remarques
δ Céphéides	11	173	1000	Ce nombre peut être une limite inf. si une faible proportion avec une faible amplitude existe.
RR Lyr	11	(155)	100	idem
δ Scu	9	8	> 50	$A >= 0.1$ mag.
δ Scu	10	13	> 50	$A >= 0.2$ mag.
α^2 CVn	11	14	> 100	$A >= 0.1$ mag
EA	11	710	2000	$\sim 80\%$
EB	11	706	1500	détection probablement complète
EW	11	88	100	peut-être même 1000
LR, SR, IRR	11	2400	~ 100	peut-être même 1000

Tab. 1.5 : *Détectabilité des étoiles variables dans les observations de Tycho selon les estimations de Mauder & Høg (1987).*

1.3.1 Bilan de la recherche de variables dans Hipparcos

Indépendamment du programme Tycho, le catalogue des mesures photométriques du programme Hipparcos a été utilisé pour détecter des étoiles variables (Eyer, 1998; van Leeuwen, 1997). Ces résultats sont résumés dans le tableau 1.6.

On peut noter que peu de Céphéides et de RR Lyræ brillantes ont été découvertes, ce qui suppose que ces objets de relativement grande amplitude sont assez bien connus lorsqu'ils sont brillants. Par contre, le nombre de binaires à éclipses découvertes parmis les étoiles brillantes suggère que l'on va en trouver encore dans la partie faible du catalogue Tycho ainsi que des δ Scuti et des SX Phœnicis.

1.3.2 La recherche préliminaire d'étoiles variables dans Tycho

Une première recherche d'étoiles variables sur les magnitudes V_T de Tycho a porté sur les 384 000 étoiles les plus brillantes (on verra par la suite que l'exploitation des étoiles faibles nécessite un traitement particulier). Ces étoiles étaient considérées comme variables si leurs mesures de magnitude présentaient une dispersion supérieure à une dispersion limite

Type	total	dont nouvelles
Variables et suspectées	11597	8237
Périodiques	2712	970
Céphéides	273	2
RR Lyræ	186	9
δ Scuti & SX Phœnicis	108	35
binaires à éclipses	917	343
autres	1238	576
Non-périodiques & non-résolues	5542	4145
sans traitement(dont micro-variables)	3343	3122

Tab. 1.6 : *Variabilité trouvée dans les observations de Hipparcos (ESA, 1997b).*

connaissant le nombre de mesures obtenues (Friedrich et al., 1997). L'identification du type des variables n'a pas été faite mais les étoiles se voient attribuer un marqueur (ESA, 1997b) dont nous recopions ici le tableau récapitulatif (Tab. 1.7).

Marqueur	*Nombre*
U : variabilité apparente	15795
V : forte certitude	13994
W : variabilité suspectée	75730
Connues précédemment	
GCVS	4068
NSV	2624

Tab. 1.7 : *Bilan de la première recherche de variabilité dans Tycho (ESA, 1997b)*

Les étoiles sont marquées "U"quand une variabilité est apparente dans les données mais que celle-ci pourrait éventuellement venir d'une contamination photométrique par une autre étoile. Elles sont marquées "V" quand la variabilité paraît certaine et "W" quand il y a une faible indication de variabilité qui ne semble pas corrélée avec une éventuelle duplicité.
Quand on regarde la proportion d'étoiles qui ont été classées variables lors de cette première recherche, on constate que cette proportion croît avec la magnitude (Fig. 1.4). Or le fait que la précision des mesures de Tycho se dégrade du côté des magnitudes faibles devrait donner la tendance inverse, c'est à dire que la proportion d'étoiles suspectées de variabilité devrait devenir de plus en plus faible quand on va vers la partie la plus bruitée

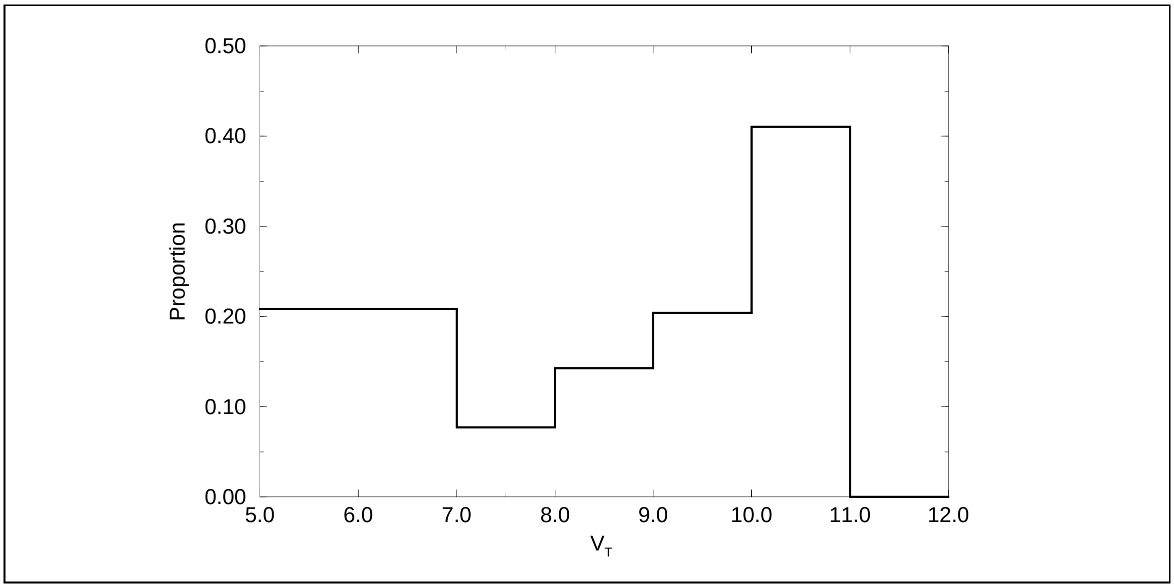


Fig. 1.4 : *Proportion d'étoiles classées variables dans le catalogue Tycho–1 et ayant l'un des trois marqueurs du tableau 1.7. La distribution croît avec la magnitude, alors qu'on attendait une distribution constante ou décroissante.*

du catalogue. Plus précisément, la figure 1.5 montre la distribution des étoiles candidates variables dans Tycho selon l'indicateur de variabilité, ainsi que la distribution des étoiles variables connues dans le GCVS ou dans le NSV. Lorsqu'on compare qualitativement toutes ces distributions, on constate que si le GCVS n'est pas complet du côté des magnitudes faibles, en revanche on a un excès d'étoiles marquées variables dans Tycho. La méthode de Friedrich et al. (1997) était donc trop sensible au bruit.

1.4 Plan

Maintenant que nous avons vu qu'il était important de rechercher les étoiles variables contenues dans les données photométriques de Tycho, nous allons voir comment nous les avons trouvées. Cette thèse s'articule en deux parties. La première partie concerne la détection des étoiles variables à proprement parler. Le **chapitre 2** décrit le processus d'acquisition du programme Tycho et ses particularités et le **chapitre 3** décrit les données photométriques que nous avons utilisé, ainsi que les sélections qui ont été effectuées. Au **chapitre 4**, nous expliquons comment nous avons déterminé au mieux les caractéristiques de ce processus d'acquisition afin d'en construire un modèle. Ceci nous a permis de construire un test statistique adapté à la détection d'étoiles variables dans ce contexte, que nous expliquons **chapitre 5**. Le risque de deuxième espèce est ensuite maîtrisé par la procédure que nous détaillons **chapitre 6**.
La deuxième partie de cette thèse concerne l'étude de l'échantillon de candidates variables obtenu. Pour cela nous en avons tout d'abord identifié les étoiles variables périodiques au

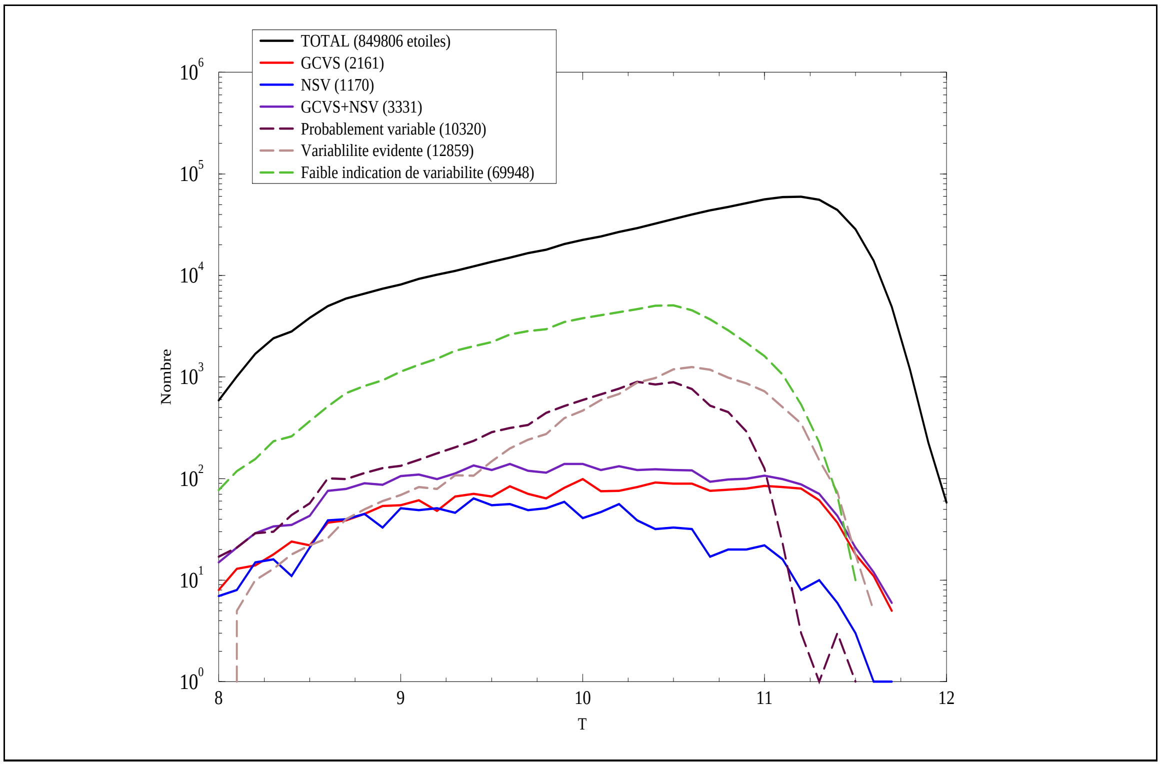


Fig. 1.5 : *Distribution de la variabilité dans le catalogue Tycho selon différents critères. En tirets, nous avons les 3 degrés de variabilité déterminés à partir des données Tycho en 1997. En trait plein, les étoiles reconnues comme appartenant au GCVS ou au NSV.*

chapitre 7, puis il a fallu reconnaître les différents types de variabilités présents dans l'échantillon, ce qui est décrit **chapitre 8**. Enfin, une étude statistique de la variabilité dans le diagramme HR est présentée **chapitre 9**.

Première partie

Détection des étoiles variables

Chapitre 2

Processus d'acquisition du programme Tycho

Les mesures de magnitudes rencontrées dans le catalogue des époques photométriques de Tycho sont de qualités très diverses. Ceci résulte de deux choses. Pour commencer, le satellite, qui aurait dû être géostationnaire, est en fait resté sur une orbite voisine de l'orbite de transfert. Le bruit de fond a alors fortement varié, et en particulier, aucune mesure n'a bien évidemment pu être acquise pendant la traversée des ceintures de Van Allen. L'acquisition des mesures se faisant sur une durée constante, leur qualité dépendra fortement du bruit. En second lieu, la méthode de réduction qui a suivi était tributaire de seuils de détection et de mises à jours répétées de l'attitude du satellite qui ont généré des particularités sur les mesures individuelles, accentuant ces différences de qualités. Nous allons décrire le processus d'acquisition du programme Tycho et mettre en évidence l'influence des différentes étapes de la procédure de réduction sur l'estimation des observables.

2.1 Généralités

Le but du programme Tycho était de réaliser un relevé photométrique sur tout le ciel. Le satellite était animé de trois mouvements combinés permettant de balayer la sphère céleste le plus uniformément possible. Il parcourait son orbite de transfert autour de la terre en 10 heures et 39 minutes ; il tournait autour de son axe principal en 128 minutes ; cet axe faisait en permanence un angle de 43° avec la direction du soleil, et décrivait, par un mouvement de précession, un cône autour de cette direction en 56 jours. Le mouvement qui va nous intéresser ici est celui de la rotation autour de l'axe principal car il définit la vitesse de passage d'une étoile dans le plan focal et régit à ce titre le processus d'acquisition.
Le satellite observait deux champs simultanément, le champ **précédent** et le champ **suivant**. Les deux fenêtres d'observation se trouvaient dans un plan perpendiculaire à l'axe principal du satellite et étaient séparées de 58°, ce qui fait que l'étoile qui traversait le champ précédent à un instant donné, traversait le champ suivant vingt minutes après.

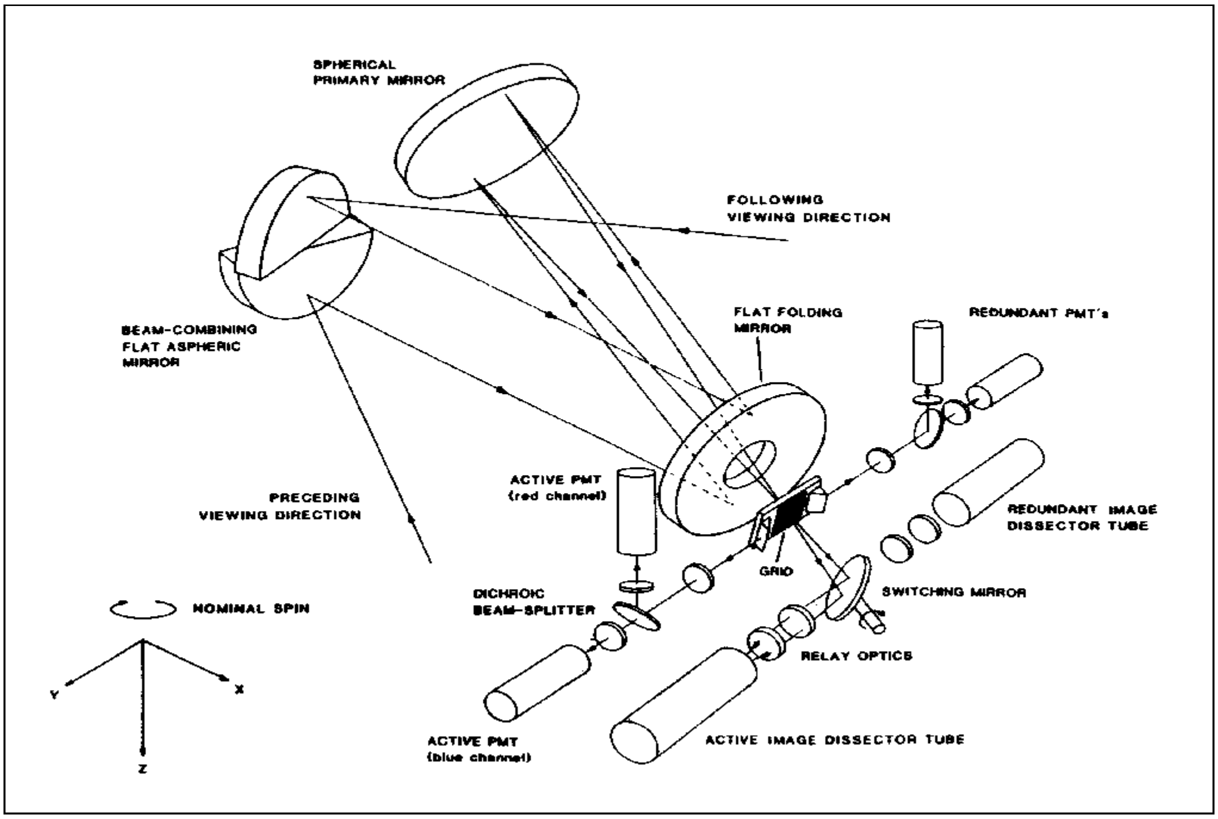


Fig. 2.1 : *Schéma éclaté de Hipparcos. On peut suivre la trajectoire des photons depuis les fenêtres d'observation jusqu'au plan focal, en passant pas les deux miroirs en demi-disques, et les miroirs primaire et secondaire. Puis les photons traversent le plan focal. Les systèmes de fentes de Tycho sont dissimulés derrière les réflecteurs en forme de prismes situés de chaque côté de la grille de Hipparcos. Après avoir traversé les systèmes de fentes, les photons sont dirigés vers la lame dichroïque. Celle-ci les envoie ensuite sur l'un ou l'autre des photomètres selon leur longueur d'onde (Figure de Perryman et al. (1992)).*

Ces deux champs étaient projetés ensemble sur le plan focal au moyen des deux miroirs en demi-disques que l'on peut voir sur la figure 2.1. Les étoiles traversaient le plan focal deux fois à chaque rotation, une fois par fenêtre d'observation. Derrière le plan focal se trouvait une lame dichroïque qui séparait les photons selon leur longueur d'onde et les envoyait sur l'un des deux photomètres (PM). Les comptages issus de ces PM donnaient, après réduction, les magnitudes B_T et V_T. Le cumul des comptages de photons issus des PM constitue la bande T de Tycho, sur lequel, on le verra, était faite la détection. La magnitude T est reliée aux magnitudes B_T et V_T par la relation (Großmann et al., 1995) :

$$T = V_T + 2{,}5\log(1+C) - 2{,}5\log(10^{-0{,}4(B_T-V_T)} + C), \text{ avec } C = 0{,}749342 \tag{2.1}$$

et les relations de passage des magnitudes Tycho en magnitudes dans le système de Johnson sont, en première approximation, et uniquement pour $-0{,}2 < (B_T - V_T) < 1{,}8$ (les relations plus détaillées se trouvent dans *ESA SP-1200* ESA (1997b)) :

$$V_J = V_T - 0{,}090 \times (B_T - V_T) \quad (2.2)$$
$$(B_J - V_J) = 0{,}850 \times (B_T - V_T) \quad (2.3)$$

2.2 Equipement focal

Le plan focal du satellite était constitué de la grille de modulation de Hipparcos entourée par deux éléments appelés "repéreurs d'étoiles", dont l'un était redondant. Seul celui qui était traversé par les étoiles avant qu'elles ne passent sur la grille de Hipparcos a été utilisé (sur la figure 2.1 cela correspond à l'élément qui se trouve à gauche). Le repéreur était constitué de deux systèmes de quatre fentes (Fig. 2.2). Lorsqu'une étoile traversait le plan focal depuis l'une des fenêtres, elle traversait les deux systèmes de fentes. Chacune de ces traversées est appelée un **transit** (Bässgen et al., 1992). On obtient donc deux transits pour la traversée d'une fenêtre, et deux autres 20 minutes plus tard pour l'autre fenêtre. Chaque transit peut donner lieu à une mesure des magnitudes B_T et V_T.

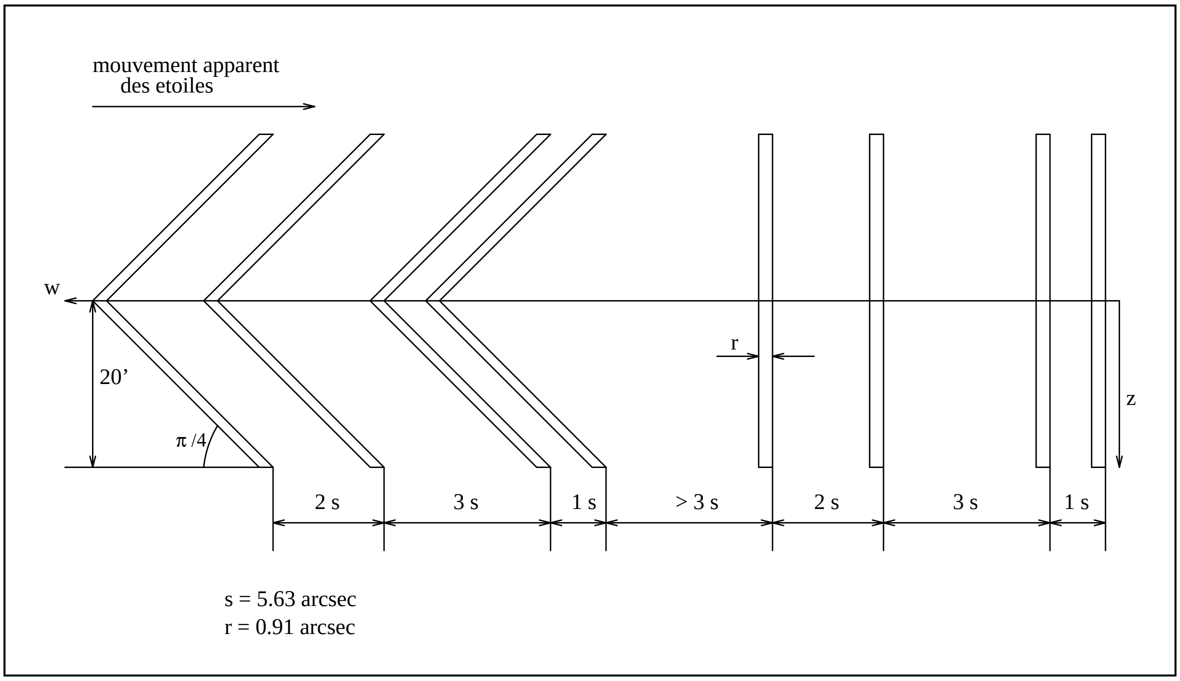


Fig. 2.2 : *Schéma du système de fentes de Tycho. Une étoile traverse d'abord le système en chevron, incliné à 45° par rapport au sens de parcours de l'étoile, puis le système de fentes vertical.*

2.3 Fonctionnement des systèmes de fente

2.3.1 Description des systèmes de fentes

Le système de fentes de Tycho était constitué d'un groupe de quatre fentes en chevron et d'un groupe de quatre fentes verticales (Fig. 2.2).
Le système de fentes verticales était perpendiculaire au sens de parcours apparent des étoiles dans le plan focal. Le système de fentes en chevron était incliné de $\pm 45^\circ$, selon que les étoiles passaient sur la partie supérieure ou inférieure des chevrons. Dans chacun des systèmes, la distance qui sépare la première de la dernière fente est de 0,2292 mm.(ESA, 1997c,tab. 2.6). La longueur focale du téléscope était de 1400 mm., ce qui correspond à une longueur projetée sur le ciel de $\frac{0.2292}{1400}\frac{180 \times 3600}{\pi} = 33{,}77''$. Les fentes étaient alors espacées d'un multiple de $s = 5{,}63''$ [1] avec la séquence : $n = 2, 3, 1$. La largeur des fentes était de 0,0062 mm. soit $0{,}91''$ et la hauteur de $40'$. La rotation du satellite sur lui-même faisait que l'image d'une étoile traversait l'équipement focal en croisant d'abord le système de fentes en chevron, puis le système de fentes verticales. La vitesse de rotation étant de $168.75''$/seconde, le temps que prenait la tache d'Airy de l'étoile pour traverser une fente verticale était d'un peu moins de 11 millisecondes en B_T. Le signal étant échantillonné à 600 Hz, cela se traduit par une largeur du pic inférieure à 6,7 pas d'échantillonnage (voir Annexe B), valeur prise lors de la réduction. La traversée des quatre fentes du système vertical prenait alors $\sim$ 0,2 seconde, ce qui correspond aux 120 pas d'échantillonnage que l'on peut voir sur la figure 2.3.

2.3.2 Description du filtre linéaire

L'enregistrement d'un transit, représentant le passage d'une étoile sur un des systèmes de quatre fentes, était formé de quatre pics répétant le même signal avec une périodicité identique à celle des fentes : $n \times 5{,}628''$, avec $n = 2, 3, 1$ (Fig. 2.3). On appliquait sur les comptages de photons un filtre numérique constitué d'un masque ayant quatre raies de mêmes espacements que les quatre fentes, i.e. $n \times 5{,}628''$, $n = 2, 3, 1$.
Le filtre linéaire avait pour but de déterminer le cumul des comptages obtenus dans les quatre pics du transit. Pour cela, on faisait passer le masque sur le comptage de photons et on cumulait les nombres de coups obtenus dans chacune des raies du masque que l'on attribuait au barycentre de celui-ci. Les espacements des fentes et des raies du masque étaient tels que presque toutes les positions du masque donnaient des nombres de coups correspondant soit au bruit de fond, soit au passage de l'étoile dans l'une des fentes du repéreur, qui donne ce qu'on appelle un **pic secondaire** (ils sont au nombre de douze comme on peut le voir sur la figure 2.4). Une seule position du masque faisait exception,

[1] La valeur que nous prenons, compatible avec celle de la figure 1 de Høg et al. (1992), correspond à une traversée du repéreur d'étoiles sur 120 pas d'échantillonnage conformément aus caractéristiques instumentales données dans le tab. 2.6 de l'ESA (1997c). A noter que la figure 1.1 de l'ESA (1997a) comporte une erreur de typographie et donne une valeur erronnée de $5{,}83''$.

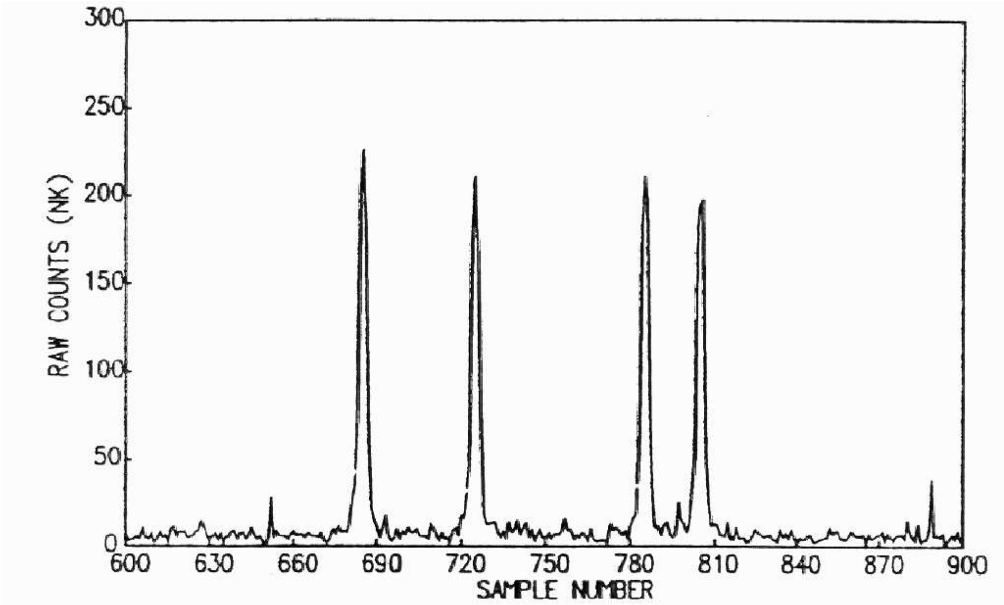


Fig. 2.3 : *Exemple de transit d'une étoile sur un système de fentes. On y retrouve la signature du système de fentes, ici pour une étoile brillante (Figure de Bässgen et al. (1992)).*

celle pour laquelle il y avait coïncidence entre les quatre raies du masque et les quatre pics du transit. Le cumul des comptages des quatre raies du masque donnait alors le cumul des comptages des quatre pics de l'étoile.
Cependant, le filtre linéaire présentait des faiblesses. Lorsque le transit de l'étoile était accompagné de parasites, le cumul des comptages des quatre pics se trouvait pollué par les photons parasitants. Or ces perturbations affectent 0,1% des données, indépendamment de la valeur du bruit de fond. La seule application du filtre linéaire aurait conduit à un nombre important de signaux perturbés, dont l'amplitude aurait été surestimée ou dont la déformation aurait engendrée des biais sur la détermination de la position du transit. Pour palier à cela, un filtre « non–linéaire » a été mis en place.

2.3.3 Description du filtre non-linéaire

Le filtre non–linéaire utilisait le même masque que le filtre linéaire, que l'on faisait passer sur le transit comme précédemment. C'est au moment du cumul des comptages que des différences apparaissent. En effet, quand un pic du transit tombait en face d'une raie du masque, le filtre non–linéaire comparait ce pic à la moyenne de ce qui passait par les trois autres raies du masque. Si la valeur du pic observé était très supérieure à la moyenne des trois autres, au seuil de rejet de $\frac{1}{6000}$, on le nivelait par cette dernière (Bässgen et al., 1992). Dans le cas où un seul pic de l'étoile traversait les raies du filtre, le filtre non–linéaire nivelait le pic secondaire par la moyenne du bruit de fond observé dans les trois autres raies, alors que le filtre linéaire l'aurait conservé. Pour toutes les positions du masque on observait donc uniquement le bruit de fond, sauf celle pour laquelle il y avait coïncidence. Chacun des pics observés étaient alors comparés à la moyenne des trois autres, et si l'un d'entre eux était très supérieur, on le nivelait, toujours au seuil de $\frac{1}{6000}$. Pour finir, on cumulait les quatre pics, ce qui permettait d'affecter un nombre de coups quatre fois supérieur à la moyenne des pics du transit au barycentre des raies, tout en nivelant par la même occasion un pic éventuellement contaminé. C'est ce nombre de coups-là qui sera considéré comme correspondant à la détection d'une étoile, et sur lequel seront déterminées les amplitudes des comptages de photons et du **signal** par la suite, ainsi que la position exacte de passage du transit.

2.4 Prédiction des transits

Pour être en mesure d'identifier les étoiles qui traversaient le plan focal, le programme Tycho disposait d'un catalogue d'entrée, le TIC[1]. Ce catalogue contenait trois millions d'étoiles. A partir du TIC et de l'orientation du satellite, on prédisait le passage d'une étoile dans le plan focal à un instant donné, pour chacun des systèmes de fentes. On déterminait alors un intervalle de temps correspondant à une distance projetée sur le ciel de 6″, appelé **Predicted Group Crossing (PGC)**, dans lequel on s'attendait à voir passer l'étoile.

2.5 Contamination par les autres étoiles

Le mode opératoire suivi a favorisé la perturbation des observations par d'autres étoiles. L'étoile perturbante peut se trouver sur le même système de fente que l'étoile observée, sur l'autre système de fentes, en passant dans le même champ ou dans l'autre fenêtre. On distingue deux cas de contamination : la pollution par pic secondaire et le parasitage.

2.5.1 Pollution par pic secondaire

Il peut arriver que l'étoile perturbante franchisse une des quatre fentes alors que l'étoile observée en franchit une autre. Un des quatre pics correspondant au transit de l'étoile observée se trouve alors augmenté des photons venant de l'étoile perturbante. Si la perturbation est trop faible pour être nivelée par le filtre non-linéaire, la mesure de magnitude sera affectée d'une pollution par pic secondaire. (Ce qui aurait pu se produire sur la figure 2.5 si l'une des étoiles avait été faible).

[1]Tycho Input Catalogue (Egret, 1992)

2.5.2 Parasitage

L'étoile perturbante passe sur un système de fentes en même temps que l'étoile observée. Celle-ci se trouve alors gratifiée d'un supplément de lumière. Ceci a été prévu à partir du TIC. Ces contaminations ont alors donné lieu à un marquage, on parle de "parasites", mais ceci a été fait uniquement pour les étoiles plus brillantes que $T = 10,5$. Un exemple de parasitage est présenté sur la figure 2.5, où un système multiple à quatre composantes est observé. Les deux premières étoiles sont passées une par une sur les fentes et les deux étoiles suivantes du système sont passées en étant alignées avec ces mêmes fentes. Les pics obtenus sont donc la résultante de deux étoiles dont les photons sont confondus. Si on n'avait pas su par ailleurs que ce système présentait quatre composantes, on concluerait pour ce transit à la présence de trois étoiles dont une nettement plus brillante que les deux autres, ce qui est erronné.

2.6 Seuil de détection

Le bruit de fond était enregistré en permanence. Quand une étoile passait sur le repéreur, on savait ce que valait le bruit de fond juste avant et juste après, ce qui a permis d'estimer le bruit de fond moyen au passage de l'étoile dans chacun des canaux. La mesure du bruit étant effectuée de manière continue, *les incertitudes sur le bruit étaient négligeables.*
Pour déterminer s'il y avait détection, un algorithme rapide estimait le rapport signal-sur-bruit (SNRT31) à partir de l'enregistrement des transits (Fig. 2.3) en comparant la valeur du comptage en dehors des pics, à celle obtenue au moment de la coïncidence des raies du filtre avec les pics du transits, ces deux valeurs étant déterminées sur un pas d'échantillonnage (voir Bastian & Wicenec (1997,ESA SP-1200 section 3.4)).

$$\mathrm{SNRT31} = \frac{n_{T_{31}} \times 0{,}15 - \langle n_{backB} \rangle - \langle n_{backV} \rangle}{\sqrt{n_{T_{31}} \times 0{,}15}} \tag{2.4}$$

où $\langle n_{backB} \rangle$ et $\langle n_{backV} \rangle$ sont les nombres de photons moyens attribués au bruit de fond pour l'ensemble du transit dans chacun des canaux, et $n_{T_{31}}$ est le comptage des photons observés dans les quatre pics pris sur un seul pas d'échantillonnage (l'augmentation du comptage de photons était estimée dans un intervalle de $6{,}7 = \frac{1}{0{,}15}$ pas d'échantillonnage correspondant au temps de franchissement d'une fente par l'image de la tache d'Airy de l'étoile (cf. Annexe B), un pas vallant $\frac{1}{600^e}$ de seconde).
Si ce rapport signal-sur-bruit était supérieur à 1,5 la détection de l'étoile avait lieu et le transit était envoyé vers le processus de détermination des magnitudes B_T et V_T ; sinon la détection était censurée. Dans le cas où une détection était prédite, on enregistrait la non-détection : le bruit de fond et les termes de calibrations (ou les différents paramètres permettant leurs reconstructions), c'est ce qu'on appelle une **censure de détection**.
La décision de rechercher des observations avec un rapport signal-sur-bruit aussi faible que 1,5 a été prise après une simulation. Il a en effet été démontré qu'en limitant la recherche dans des PGC de 6″ de large, un seuil de détection de 1,5 entraînerait une fausse détection dans chaque PGC en moyenne. En analysant les observations de Tycho

a posteriori, le nombre effectif de détections était en fait de 1,5 par PGC soit plus que le nombre de fausses détections attendues. Les vraies détections se regroupent à moins d'1″ de la position attendue de l'étoile alors que les fausses détections sont distribuées dans les 6″, ce taux restait donc acceptable dans le cadre du programme Tycho (Høg et al., 1992).

2.7 PGC perdus

Le comportement des censures de détection a été contrôlé à l'aide des étoiles standards photométriques. On s'est aperçu qu'il y avait des **PGC perdus** pour les étoiles brillantes. Ceci est dû au fait que la recherche des détections avait été réalisée à partir d'une détermination préliminaire – parfois erronée – de l'attitude du satellite. La position des PGC avait été corrigée par la suite, mais seulement lorsque ceux-ci contenaient au moins une détection. Par conséquent, certains PGC vides en raison d'une erreur d'attitude du satellite sont restés sous la forme de non-détection sans que cela soit en fait imputable à l'étoile (Høg et al., 1992). En moyenne sur tout le ciel, ce taux de PGC perdus est de $6\% \pm 3\%$, valeur qui a été utilisée lors de la réduction (Halbwachs et al., 1997; Halbwachs, 1997). Notons qu'il aurait été possible d'identifier ces PGC perdus en revenant à la détermination finale de l'attitude du satellite. Cependant, ceci aurait demandé un effort disproportionné en regard de l'amélioration des résultats, effort qui ne fut d'ailleurs pas fait lors du calcul des moyennes par analyse de dé-censure. On se contente alors de prendre en compte le taux de PGC perdus.

2.8 Estimation des magnitudes d'un transit

Une fois qu'il y avait détection, le signal était envoyé vers le processus de détermination des magnitudes reposant sur une estimation des comptages de photons plus performante que celle utilisée pour la détection. Les nouveaux comptages N_B et N_V issus des deux PM étaient déterminés par un ajustement de la courbe de réponse des systèmes de fentes au signal observé à la section 2.3.3. Rappelons que l'augmentation du comptage de photons était estimée dans un intervalle de 6,7 pas d'échantillonnage. Dans la suite, N désigne un comptage sur 6,7 pas d'échantillonnage, tandis que n désigne un comptage sur 1 pas d'échantillonnage, et on a $N = 6{,}7 \times n = n/0{,}15$.

On déduisait les magnitudes dans chacun des canaux à partir des comptages de photons par les relations :

$$\left\{ \begin{array}{rl} B_T = & B_{cal} - 2{,}5 \log \left(\frac{N_B - \langle N_{backB} \rangle}{6{,}7} \right) \\ V_T = & V_{cal} - 2{,}5 \log \left(\frac{N_V - \langle N_{backV} \rangle}{6{,}7} \right) \end{array} \right. \tag{2.5}$$

ou

$$\left\{ \begin{array}{ll} B_T = & B_{cal} - 2{,}5 \log(n_B - \langle n_{backB} \rangle) \\ V_T = & V_{cal} - 2{,}5 \log(n_V - \langle n_{backV} \rangle) \end{array} \right. \tag{2.6}$$

où B_{cal} et V_{cal} sont des termes de calibration empiriques dépendant de la sensibilité de l'instrument et déterminés à l'aide d'étoiles standards (ils sont donnés dans Großmann (1997,tableau 8.1)). Ils dépendent d'une part du champ d'observation (précédent ou suivant, car les deux miroirs n'avaient pas tout à fait le même facteur de transmission), d'autre part du système de fentes utilisé (car les courbes de réponse des deux systèmes de fentes sont différentes), et enfin de la coordonnée z du transit sur le système de fentes. Pour chaque étoile, on obtenait ainsi une collection de PGC. Certains étaient vides, d'autres contenait un transit, ces transits ayant pu conduire à une détermination de B_T et V_T. C'est à partir de ces observations, de qualités très diverses, que le consortium de Tycho s'est attelé à déterminer les magnitudes moyennes de ces étoiles, opération qui a conduit à l'élaboration de la méthode de dé-censure et à la mise en place d'une correction du signal pour les raisons développées ci-après.

2.9 Magnitudes moyennes du catalogue Tycho-1

Pour les étoiles standards faibles, la médiane des mesures obtenues avec Tycho a été comparée à la magnitude obtenue depuis le sol. Il s'est avéré que les biais observationnels étaient importants pour les étoiles plus faibles que $V = 9{,}5$ (0,2 pour $V_T = 10$ et 0,8 pour $V_T = 11$, voir Großmann (1997,figure 8.3)). Ce biais était dû essentiellement à l'absence des mesures les plus faibles qui ont été censurées par le processus de détection. Une étoile faible se voyait alors attribuer une magnitude bien plus brillante que sa magnitude réelle. Pour déterminer les magnitudes moyennes du Tycho–1, une procédure de dé-censure a donc été appliquée, dont le but était de prendre en compte statistiquement les censures de détection et les censures de magnitude (qui apparaissent après la correction du signal, section 2.10) lors de l'estimation des magnitudes moyennes du catalogue Tycho–1 (Halbwachs et al., 1997; Halbwachs, 1997). Cela concerne 96% du catalogue, cet algorithme ayant été appliqué à 1 017 860 étoiles. Une nouvelle comparaison avec des mesures au sol d'étoiles standards a montré que le biais était ainsi réduit à 0,025 pour $V_T = 10$ et à 0,07 pour $V_T = 11$; ce qui est inférieur à l'écart-type comme on peut le voir sur la figure 9.4 de Halbwachs (1997).

2.10 Correction du signal

Lors de la procédure de dé-censure, l'hypothèse principale du modèle reposait sur un flux Poissonien des comptages de photons. Le phénomène de censure avait masqué un autre défaut qui n'est apparu qu'à la fin de la réduction. Halbwachs et al. (1997, fiqure 2) ont montré que la distribution des comptages de photons n_B présentait un excès pour les grands comptages, donc un excès de magnitudes brillantes. Ceci est dû à une surestimation non–linéaire du comptage dans le processus d'estimation de celui-ci. Une procédure de correction du signal a alors été déterminée (Halbwachs, 1997, tableau 9.1). Cette correction, qui doit être appliquée systématiquement sur toutes les époques photométriques de Tycho, dépend de l'estimation initiale du signal, de la valeur du bruit de fond et du système de fente concerné. Si à l'issue de cette correction, le rapport signal-sur-bruit est inférieur à 0,5 dans un des canaux, la mesure est rejetée, et on a alors une **censure de magnitude**.

2.11 Magnitudes moyennes du catalogue Tycho-2

On a vu que les magnitudes moyennes du Tycho–1 ont été obtenues à l'aide de transits détectés ou non, suivit d'une procédure d'estimation des magnitudes moyennes faisant appel à une méthode de dé-censure (ESA, 1997a). Les progrès en terme de capacité de calcul des ordinateurs ont permis à Høg et al. (2000a) de proposer une nouvelle réduction des données Tycho (qui n'était pas envisageable au début des années 90), dont le principe de base était de superposer tous les photons obtenus durant toute la mission pour chaque étoile sans imposer de seuil de détection. En exploitant l'amélioration notable des positions connues des étoiles amenée par le Tycho–1 et d'autres catalogues, ils ont construit un nouveau catalogue d'entrée. Ils ont pris en compte l'attitude du satellite dite "finale", c'est à dire déterminée après coup depuis le sol, car elle est plus précise que l'attitude déterminée en temps réel à bord du satellite utilisée pour la première réduction. Ils ont ainsi pu redéterminer les PGC pour chaque étoile et perdre moins de transits. Ceci leur a permis d'améliorer la précision de la photométrie de quelques centièmes de magnitude à $V_T = 11$ pour le million d'étoiles du Tycho–1 et d'apporter 1,5 million d'étoiles en plus dans le Tycho–2.

2.12 Interprétation des observables

On vient de voir que le processus de réduction de Tycho est complexe. En particulier, il présente deux types de censures dans les mesures : la censure de détection qui est liée au seuil de détection des transits, et la censure de magnitude intervenant lors de la détermination des magnitudes. Pour mettre en place une méthode de détection d'étoiles variables dans ces données, il faut donc prendre en compte ces phénomènes de censure. En effet, si la magnitude à un instant donné est une information sur l'éclat de l'étoile, le fait qu'elle n'ait pas été observée à un autre instant est une information toute aussi pertinente au regard de la variabilité éventuelle de cet éclat. Il est donc important de bien interpréter ces cas de non-mesure. Lorsqu'il y a eu une censure de détection, deux explications sont possibles. Tout d'abord, cela peut signifier que le satellite était mal pointé, auquel cas on

a affaire à un PGC perdu (On a déjà mentionné à la section 2.7 que pour identifier ces PGC perdus, il aurait fallu revenir à la détermination finale de l'attitude du satellite, ce qui aurait demandé un effort disproportionné en regard de l'amélioration des résultats). En second lieu, il peut s'agir de "vraies" censures de détection, c'est à dire qu'on est bien pointé, qu'il y a eu une détection dans le PGC qui n'appartient pas à l'étoile (cela peut être une détection due au bruit ou bien à une autre étoile), mais que l'étoile elle-même n'a pas été détectée. Dans tous les cas, ces censures de détection sont mal définies statistiquement car l'information concernant le pointage n'est pas disponible de manière continue, il ne nous est donc pas possible de distinguer entre ces deux cas.
Lorsqu'il y a eu une censure de magnitude, cela signifie qu'il y a eu détection avec le comptage cumulé de la bande T, mais que la quasi–totalité des photons ont été comptés dans une bande et qu'il n'y a pas assez de signal dans l'autre pour pouvoir déterminer la magnitude. Ceci peut résulter d'une détection qui s'est produite avec un vrai rapport signal-sur-bruit en T plus petit que 1,5, et si ce n'est pas le cas, alors cela peut être dû soit à un bruit statistique, soit à une éventuelle variabilité de l'étoile.
Il faut donc trouver un moyen statistique de traiter ces différents cas de figure, et pour cela on va construire un modèle du processus d'acquisition des données du satellite et exploiter toutes les informations disponibles sur les conditions au moment de la mesure afin de déduire, pour chaque mesure, ou pour chaque censure de magnitude, la probabilité que la mesure donne la valeur observée si l'étoile est supposée constante.
On a vu que les magnitudes moyennes des étoiles du catalogue Tycho–1 ont été corrigées des effets de la censure par un traitement statistique de celle-ci (Halbwachs, 1997). Mais comment prendre en compte, lors de la recherche de variabilité, le fait qu'une mesure a été censurée ? On verra au **chapitre 4** comment a été traité ce problème.

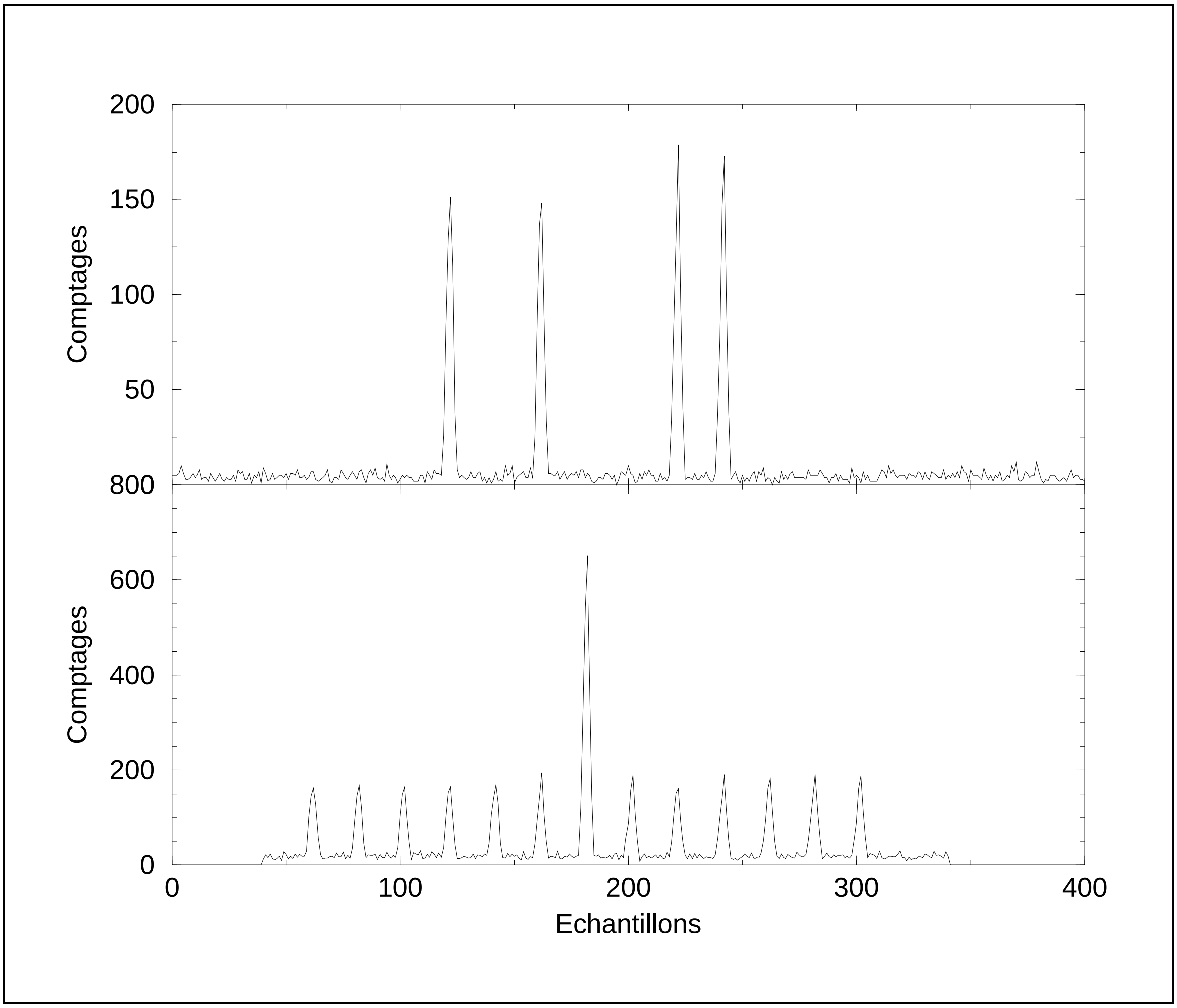


Fig. 2.4 : *Illustration du fonctionnement du filtre linéaire. Le panneau supérieur représente le transit d'une étoile de magnitude* $V_T = 6$ *sur les fentes verticales avec un bruit de fond moyen de* 4,5 *coups par pas d'échantillonnage. Le panneau du bas montre les comptages de photons obtenus après le passage du filtre linéaire.*

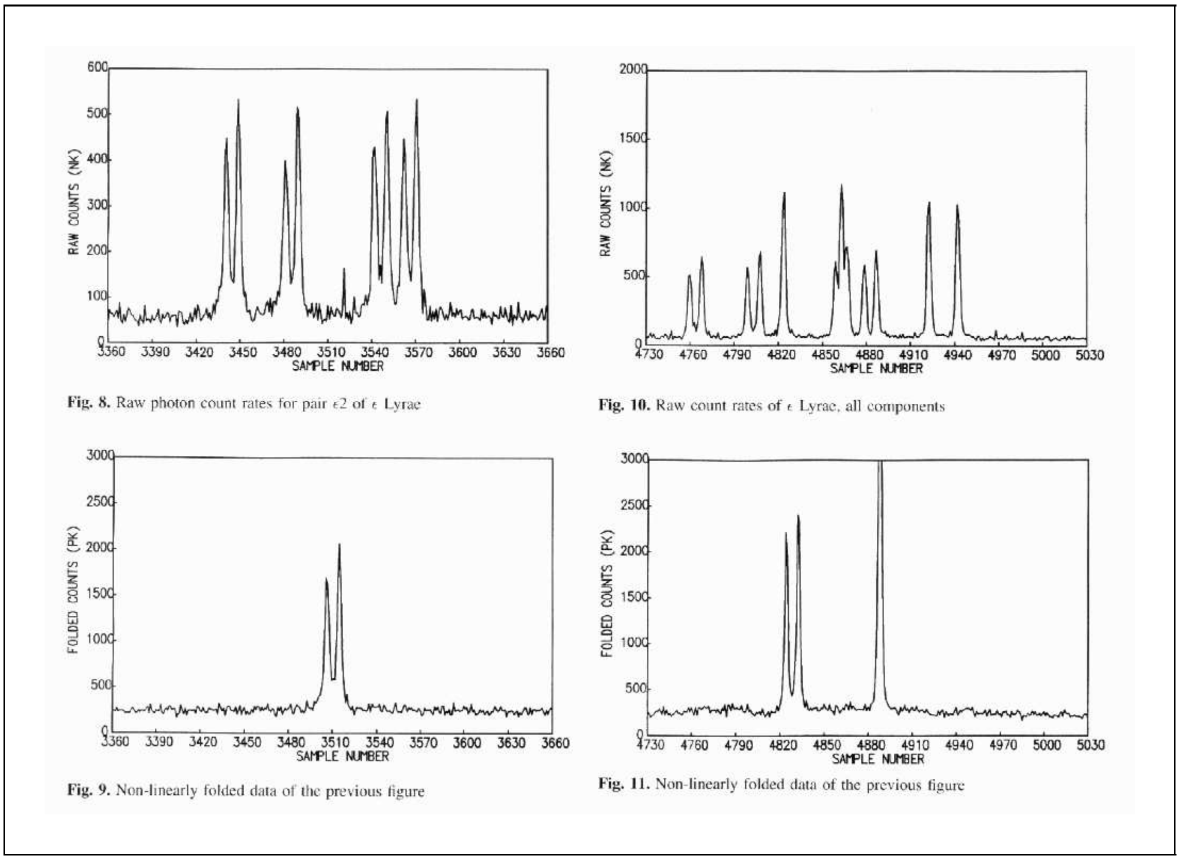


Fig. 2.5 : *Exemples de transits d'étoiles multiples. Sur les deux figures de gauche on peut voir l'enregistrement du signal pour un système multiple à quatre composantes dont on ne distingue que deux, en haut avant filtrage, et en bas après le passage du filtre non–linéaire. Sur les deux figures de droite on peut voir l'enregistrement de trois étoiles alors qu'il s'agit du même système. Les deux jeux de pics de faible intensité appartiennent aux mêmes étoiles qu'à gauche, le troisième jeu de pics, plus lumineux, correspond en fait aux deux autres composantes du systèmes qui sont passées ensemble sur les fentes. Au milieu de l'image du haut on peut voir un mélange de trois pics appartenant à des étoiles différentes. En bas, après l'application du filtre non–linéaire les trois signaux observables sont résolus.(Figure de Bässgen et al. (1992))*

Chapitre 3

Préparation des échantillons

Le catalogue Tycho–1, publié en 1997, fournit plusieurs indicateurs de la qualité photométrique et astrométrique des mesures pour chaque étoile, établis pendant la procédure de réduction. Ces indications vont nous permettre de rejeter les étoiles de mauvaise qualité. Cela concerne les étoiles pour lesquelles les observations disponibles ont été trop souvent obtenues pendant que les conditions d'observation étaient défavorables ; ou bien celles pour lesquelles la qualité astrométrique est trop souvent médiocre, comme par exemple dans les champs denses en étoiles. En effet, les mesures photométriques de ces étoiles, de part le fait qu'elles seront plus souvent censurées pour des raisons autres qu'une variabilité intrinsèque, ne contiennent pas un niveau d'information suffisant pour que l'on puisse espérer y détecter une éventuelle variabilité qui soit robuste. On peut même affirmer qu'on ne trouvera parmi ces étoiles que des fausses alarmes, tandis que les vraies variables ne seraient détectées variables que par hasard.
Le catalogue des époques photométriques de Tycho (le TPOC) contient toutes les informations sur les conditions d'observation des transits, et ce pour toutes les étoiles incluses dans la première réduction. Pour les étoiles qui n'auront pas été rejetées, on ne va conserver que les PGC exploitables, en s'affranchissant ainsi au maximum des parasites éventuels. Ces transits, arrivant par lots de quatre en 20 minutes, pourront ensuite être fusionnés sur ces intervalles de 20 minutes afin de diminuer le bruit de photons.

3.1 Sélection des étoiles

3.1.1 Indicateurs de qualité

Les différents champs du catalogue Tycho sont décrits dans ESA SP-1200 ESA (1997b), mais nous présentons ici ceux qui nous ont permis de sélectionner les étoiles sur lesquelles allait ensuite porter notre recherche de variabilité.

- Le champ T36 donne une indication, résumée dans le tableau 3.1, sur la qualité photométrique des mesures de l'étoile, qualité déterminée lors de la réduction. Lorsque le procédé de dé-censure n'a pas pu être appliqué sur les observations de l'étoile, ou que ses magnitudes B_T et V_T n'ont pas pu être obtenues, c'est qu'il n'y a pas eu suffisamment de transits exploitables pour espérer détecter une variabilité avec un bon niveau de confiance. Pour les étoiles brillantes ($V_T < 9$) le biais apporté par la censure était négligeable, si bien que les magnitudes moyennes ont été obtenues par la médiane des mesures acquises. On ne garde donc que les étoiles ayant le champ T36 valant M ou N, ce qui nous assure une bonne qualité des observations photométriques.

Champ T36	signification
D	valeurs approximatives de B_T et V_T, sans analyse de dé-censure
M	B_T et V_T sont des valeurs médianes des mesures acquises
N	B_T et V_T sont des valeurs dé-censurées
T	on n'a qu'une magnitude T évaluée sommairement

Tab. 3.1 : *Récapitulatif des qualités photométriques données par le champ T36*

- Le champ T40 caractérise la qualité astrométrique constatée lors de la réduction. Les classes de qualité astrométrique sont résumées dans le tableau 3.2, et les étoiles ayant le champ T40 supérieur ou égal à 6 sont rejetées de l'échantillon d'étoiles à traiter. En effet, les étoiles de qualité astrométrique au delà de 7 sont évidemment inexploitables car des mesures peuvent avoir été contaminées, voire ne pas appartenir à l'étoile, or une mauvaise affectation des transits ou une contamination non détectée du signal aura des implications sur la photométrie. Les étoiles de qualité 6 : « peut-être pas simple » sont aussi à retirer de la recherche de variabilité. Il s'agit d'étoiles pour lesquelles l'astrométrie est douteuse (d'ailleurs elles ont le champ T10 mis à « X », pour « doubious astrometry »), étoiles que l'on soupçonne doubles et dont on observerait le mouvement du photocentre. Les 171 711 étoiles concernées doivent donc être rejetées.

3.1.2 Magnitudes moyennes du programme Tycho-2

De l'échantillon d'étoiles de bonne qualité restant, nous n'avons gardé que celles pour lesquelles la seconde réduction, ayant conduit au catalogue Tycho-2, a pu déterminer des magnitudes moyennes B_T et V_T. Ceci nous a permis d'avoir des magnitudes moyennes plus précises tout en garantissant la qualité globale des observations. Il va être en effet important par la suite d'avoir des estimations des magnitudes moyennes des étoiles les plus précises et les plus proches possibles des magnitudes vraies de ces mêmes étoiles, ceci afin de déterminer si elles sont variables ou non. De plus, les magnitudes moyennes du catalogue Tycho–1 ont été déterminées à partir des transits que nous utilisons, entraînant une dépendance entre la magnitude moyenne, qui sera prise pour a priori par la suite, et les observations. Le fait d'utiliser les magnitudes moyennes du catalogue Tycho–2 présente

Q	$\sigma_{mediane}(mas)$	N	Qualité astrométrique
1	2,6	23147	très bonne
2	5,5	70945	très bonne
3	13	259695	bonne
4	26	430182	bonne
5	39	146520	moyenne
6	44	41695	étoile peut-être pas simple
7	45	37821	mauvaise
8	54	28949	peut-être pas stellaire
9	-	13077	mauvaise, rejetée par l'astrométrie
␣	-	6301	étoiles venant de Hipparcos
Total	25	1058332	-

Tab. 3.2 : *Les classes de qualité astrométrique données par le champ T40*

l'avantage suplémentaire de prendre un a priori moins dépendant des transits retenus, puisque ces moyennes ont été déterminées directement à partir des comptages et sans passer par l'étape des transits, comme on l'a déjà vu à la section 2.11.

3.1.3 Zones manquantes

Le catalogue des époques photométriques était conservé à Tübingen sur des supports magnétiques (de type DAT) en un seul exemplaire. Lorsque nous en avons demandé une copie, quelques cassettes s'étaient altérées et n'ont pu être mises à notre disposition[1]. Il manque par conséquent quelques zones du ciel dans l'hémisphère sud, qui se regroupent en quatre lots de zones GSC : 7523-7842, 8563-8642, 8883-9042, 9283-9362 ; ceci représente 6% de la surface du ciel (Fig. 3.1).
Finalement, il reste un échantillon de 752 115 étoiles ayant une bonne qualité tant astrométrique que photométrique et des magnitudes moyennes dans le catalogue Tycho–2.

3.2 Sélection des transits exploitables

Dans le catalogue des époques photométriques de Tycho, tous les transits détectés à l'intérieur des PGC d'une étoile sont donnés avec l'étoile. Cependant il y a suffisamment d'information sur chacun de ces transits pour que l'on soit en mesure de ne sélectionner que ceux qui sont pertinents. Pour chaque PGC contenant une détection, on ne considère que le transit enregistré à moins d'$1''$ de la position prédite du passage de l'étoile, et il n'est sélectionné pour la recherche d'étoiles variables que si aucun autre transit n'est enregistré à moins de $1''$ de la position réelle du transit dans le PGC, ceci afin d'éviter une éventuelle contamination liée à la rémanence des PM (Høg et al., 1992). En outre,

[1] La copie en notre possession a été sauvegardée et représente 50 CD-ROMs

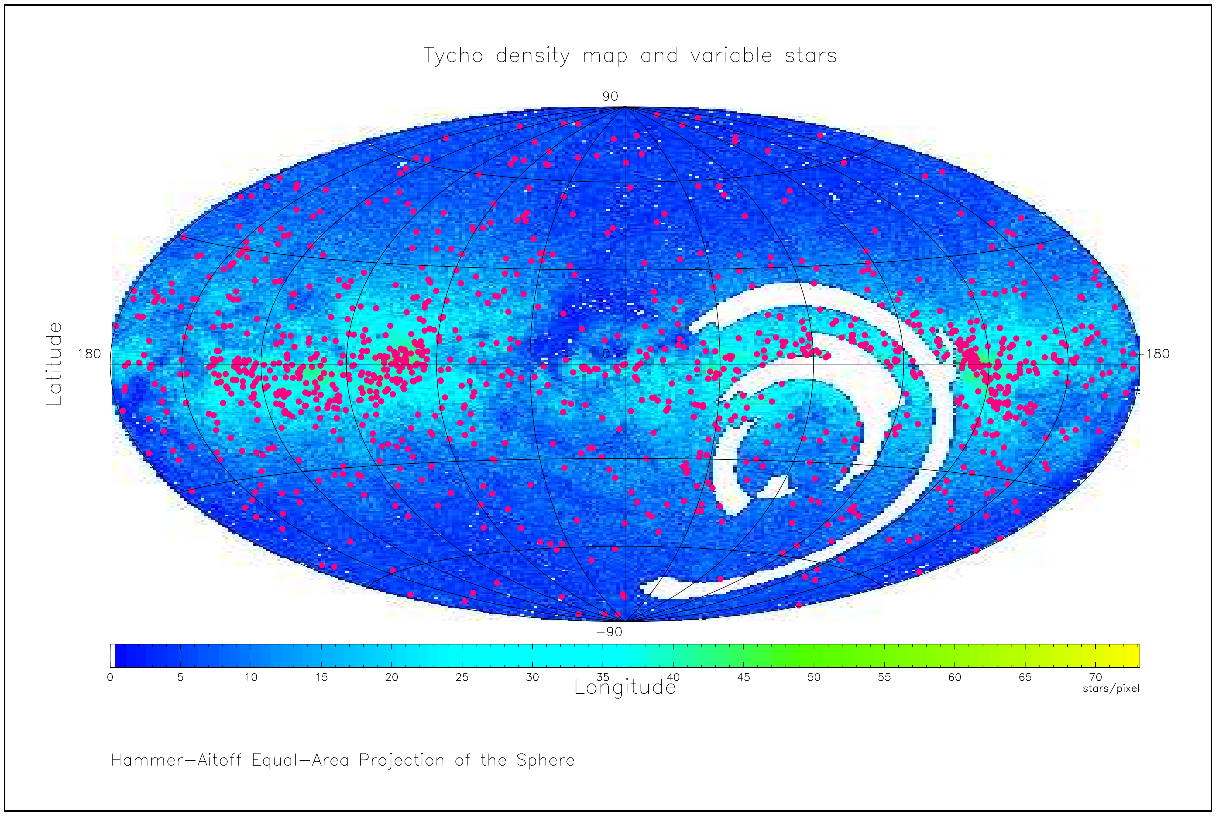


Fig. 3.1 : *Carte de densité en coordonnées galactiques des* 752 115 *étoiles Tycho sur lesquelles a porté la recherche. On peut voir les quatre paquets de zones manquantes. Ces zones sont consécutives dans la nomenclature du Guide Star Catalogue, donc en coordonnées équatoriales. On peut aussi remarquer qu'une petite partie du plan galactique Sud se trouve de ce fait manquante. Les points superposés sont les étoiles détectées variables par notre recherche.*

tous les PGC vides[1] seront rejetés puisque nous sommes incapable de discriminer alors les non-détections incriminables à l'étoile des PGC perdus résultant du mauvais pointage du satellite (cf. section 2.7). Par contre les PGC contenant une détection n'appartenant pas à l'étoile, mais dans lesquels l'étoile n'a pas été vue sont tout de même conservés pour la recherche de période qui suivra (chapitre 7) afin d'exploiter l'information que l'étoile était effectivement inobservable.

3.2.1 Sélection des PGC

Tous les PGC présentant les symptômes suivants ont été rejetés :

- Le bruit de fond cumulé des deux canaux est supérieur à 20 coups par échantillon (ce

[1]Dans le cas des PGC vides de toute détection, on n'est pas en mesure de distinguer s'il est vide parce que l'étoile n'a pas été détectée ou s'il est vide parce qu'à ce moment là le télescope était mal pointé. En effet dans ce dernier cas une mise à jour de l'attitude du satellite a suivi, mais les PGC ont été conservés vides, et l'information de ces mises à jour n'a pas été reportée.

seuil est identique à celui retenu lors de la réduction du Tycho–1) ;

- Les estimations du bruit de fond ne sont pas disponibles, ce qui rend l'observation inexploitable ;
- Il y a eu un jet de gaz pendant l'enregistrement([1]). Cela s'est produit lors des ajustements de l'attitude du satellite et peut avoir affecté l'estimation de l'amplitude du signal. Une erreur de 0,2″/seconde dans la vitesse de balayage entraîne une déviation de la magnitude mesurée de 0,01 magnitude (Großmann, 1997) ;
- La hauteur de passage sur les systèmes de fentes est plus grande que $20'(= 1195'')$ ou plus petite que $0{,}3'(= 18'')$[1] par rapport au milieu des fentes ; les termes de calibration ne sont en effet plus valables sur les bords des systèmes de fente ;

3.2.2 Sélection des transits

Enfin, tous les transits présentant les symptômes suivants ont été rejetés :

- La magnitude donnée résulte d'un ajustement médiocre du signal à la courbe de réponse du système de fentes([1]) ;
- Le transit appartient à plusieurs PGC([1]), ce qui laisse soupçonner que le transit peut ne pas appartenir à l'étoile, ou être perturbé par le passage d'une autre étoile simultanément (perturbation due à un parasite ou à un pic secondaire) ;
- La vitesse de transit obtenue après la mise à jour n'est pas cohérente avec celle utilisée lors de la détection([1]) ;
- Le transit est parasité ou contaminé par le passage d'une étoile brillante([1]) ;

3.3 Regroupement des mesures

Une fois que l'on a sélectionné tous les transits exploitables pour chaque étoile, on est en mesure d'effectuer des regroupements. Les mesures se présentent sous la forme de paquets d'au plus quatre transits enregistrés en 20 minutes. On considère que l'étoile n'a pas varié pendant ces 20 minutes. Ce sera généralement le cas car les étoiles dont la période est plus courte qu'une heure sont de faible amplitude, quelques centièmes de magnitude, ce qui est en-deçà du bruit dans les mesures de Tycho, elles ne seront donc pas détectables. Le fait de regrouper les paquets de quatre mesures successives en une seule va permettre de diminuer significativement le bruit de la mesure. En effet, tout comptage de photons obéissant à une loi de Poisson a les propriétés suivantes : pour un comptage obtenu N, l'écart type correspondant sera $\sqrt{N}$. Donc lorsque qu'on somme des comptages de photons

[1] Indication que l'on ne trouve que dans le TPOC, car dans les annexes publiées, ces indicateurs sont soit absents, soit non intégralement reportés.

[1] L'exclusion du centre du système de fentes permet d'éliminer les transits trop proches du chevron.

[1] Dans les annexes publiées, ces indicateurs sont soit absents, soit non intégralement reportés.

pour calculer T (définit par l'équation 2.1) selon la formule 3.4, on diminue le bruit de photon sur la mesure résultante. Pour une démontration de ce fait, le lecteur pourra se reporter à l'annexe C.

Le regroupement des paquets de mesures va aussi permettre d'effectuer un filtrage dans le même esprit que le filtre non-linéaire que l'on a vu au **chapitre 2**, c'est à dire en éliminant les transits excessivement brillants. En effet, on a vu que certains transits pouvaient être parasités (Section 2.5.2) par une seconde étoile traversant le plan focal en même temps que l'étoile considérée. Pour être dans cette configuration il faut que, projetées sur le ciel, les deux étoiles se trouvent alignées soit avec le système de fentes vertical soit avec le système de fentes inclinées. Durant la traversée de la première fenêtre d'observation, un parasite ne peut donc se produire que sur un des deux transits à la fois. Vingt minutes après, quand l'étoile traverse la deuxième fenêtre d'observation, la direction des fentes a suffisamment changé pour que, même si la seconde étoile est toujours dans le même champ, son transit ne soit plus simultané à celui de la première. On a vu aussi que les parasites ont été marqués, mais cela n'a été fait que lorsqu'ils mettaient en jeu des étoiles brillantes.

Pour effectuer ces regroupements, on va donc déterminer ce qu'il faut fusionner, en prenant en compte les mesures censurées comme décrit ci-dessous, et en même temps filtrer les transits.

Les comptages de photons observés dans les deux canaux sont la somme des photons venant du bruit de fond, et de ceux venant de l'étoile. Le Catalogue des Epoques Photométriques de Tycho fournit une estimation des comptages **par échantillon** des termes de bruit de fond $\langle n_{back_B} \rangle$ et $\langle n_{back_V} \rangle$, et on nomme $n_B^\star$ et $n_V^\star$ les comptages par échantillon venant de l'étoile.

3.3.1 Cas où les transits à fusionner comportent tous une mesure de magnitude dans chacune des couleurs

Dans ce cas idéal, on remonte simplement aux signaux de chacun des canaux de chaque transit à partir des termes de calibration.

Le signal venant de l'étoile par pas d'échantillonnage s'écrit :

$$n_B^\star = 10^{\frac{Bcal-Bmes}{2,5}} \qquad \text{et} \qquad n_V^\star = 10^{\frac{Vcal-Vmes}{2,5}} \tag{3.1}$$

Le signal total sur 6,7 pas d'échantillonnage dans chacun des canaux s'écrit :

$$N_{B_i} = \left(\langle n_{backB} \rangle + 10^{\frac{Bcal-Bmes}{2,5}} \right) \times 6{,}7 \tag{3.2}$$

$$N_{V_i} = \left(\langle n_{backV} \rangle + 10^{\frac{Vcal-Vmes}{2,5}} \right) \times 6{,}7 \tag{3.3}$$

Avant d'être fusionnés, les signaux ainsi obtenus sont comparés entre eux. Pour cela, on calcule pour chaque transit l'intensité moyenne des signaux obtenus avec les autres transits, ainsi que la variance σ. Si l'intensité du transit restant est 5σ au–dessus de la moyenne des autres transits, il est rejeté sur soupçon de parasitage. On élimine ainsi les dernières valeurs extrêmes, puisqu'un parasite ou un rayon cosmique ne peut atteindre qu'un seul transit à la fois. On a vu à la section 2.5.2 qu'un parasite résulte du passage de deux étoiles simultanément sur le système de fentes. Or la géométrie des systèmes de fentes est telle que si deux étoiles passent en même temps sur le système vertical, elles ne passeront pas ensemble sur le système incliné, à moins d'être vraiment très proches. De plus entre le passage dans le champ précédent et le passage dans le champ suivant, la précession du satellite est suffisante pour que si deux étoiles se trouvaient alignées avec l'un des systèmes de fentes au premier champ, elles ne le soint plus 20 minutes après.
On calcule le signal total en T en additionnant les signaux :

$$N_T = \sum_{i=1}^{n \leq 4} N_{B_i} + \sum_{i=1}^{n \leq 4} N_{V_i} \tag{3.4}$$

et, par analogie, on détermine un indice de couleur en $(B_T - V_T)$:

$$N_{(B_T - V_T)} = \sum_{i=1}^{n \leq 4} N_{B_i} / \sum_{i=1}^{n \leq 4} N_{V_i} \tag{3.5}$$

Les comptages du bruit de fond correspondant à ce transit moyen sont la somme des bruits de fond du lot formé par les transits qui ont été conservés dans chacun des canaux ; l'époque moyenne du transit fusionné est déterminée par le barycentre de ce même lot ; les termes de calibration résultant sont déterminés par :

$$Bcal_{fus} = 2{,}5 \times \log \left(\sum_{i=1}^{n \leq 4} 10^{0{,}4 \times Bcal_i} \right) \quad ; \quad Vcal_{fus} = 2{,}5 \times \log \left(\sum_{i=1}^{n \leq 4} 10^{0{,}4 \times Vcal_i} \right) \tag{3.6}$$

3.3.2 Quand au moins un des transits contient une mesure censurée

Pour chacune des mesures de magnitude acquises, on remonte aux signaux comme précédemment. Pour la mesure censurée, le comptage N_{B_T} (ou N_{V_T}) ne peut pas être déterminé directement, mais la censure reste une information pertinente. On va donc déterminer **l'espérance mathématique** de ce signal manquant en supposant que l'étoile est constante avec pour magnitudes moyennes celles données par le Tycho-2, ce qui va nous permettre de ne pas rejeter tout le transit. On sait que pour cette censure, il y a eu détection au début de l'acquisition, c'est à dire que le rapport signal-sur-bruit total était supérieur au seuil de détection. Après la détermination plus précise du signal et la correction de celui-ci, le rapport signal-sur-bruit dans le canal était inférieur à 0,5. La valeur moyenne de la mesure censurée est déterminée à partir du modèle ébauché ci-dessus qui fait l'objet du **chapitre 4**.

On remplace le signal manquant par cette valeur attendue, et on fusionne les transits comme précédemment. Ceci présente l'inconvénient d'imposer une certaine minimisation de la dispersion car l'espérance mathématique du signal manquant peut être légèrement différente du vrai signal lorsque l'éclat de l'étoile est faible. En effet, la valeur attendue est déterminée en supposant que l'étoile est constante et que les phénomènes de censures ont eu lieu, donc que les comptages de photons n'étaient pas suffisants pour déterminer une magnitude bien qu'ils suivent la distribution correspondant à la magnitude moyenne de l'étoile. L'espérance ainsi calculée est une approximation du comptage réel, et, dans le cas d'une étoile variable au minimum de luminosité, cette espérance du comptage obtenue à partir de l'hypothèse que l'étoile est constante peut même correspondre à une magnitude trop brillante. Cependant, comme ensuite on somme les intensités, le signal résultant sera de toute façon fortement dominé par les mesures non censurées. Enfin l'avantage d'avoir procédé de la sorte est que cela permet de conserver le transit dont une des mesures a été censurée en prenant en compte le fait que cette censure a eu lieu et en la remplaçant par une valeur de dé-censure déterminée statistiquement (donc non-arbitraire). Il aurait en effet été dommage de rejeter une mesure dans une couleur parce que l'autre couleur n'avait pas pu être obtenue.

3.4 Révision du seuil de détection

Le premier point important fut de contrôler la stabilité de la valeur du seuil de détection, car la recherche d'étoiles variables va porter sur la partie faible du catalogue, donc sur une majorité de mesures proche de la limite de détection de l'instrument. Ce seuil de détection était supposé être fixe, avec une valeur de 1,5. Comme nous l'avons vu page 53, l'estimation de SNRT31 se fait au moment où l'on filtre les comptages obtenus dans les quatre fentes du système pour déterminer la valeur du signal. Or pour l'étape en question, on se contentait d'une estimation grossière du signal. Une fois le signal détecté, le processus de calcul des magnitudes faisait appel à une détermination plus précise du signal. En utilisant ces nouveaux comptages, déterminés sur 6,7 pas d'échantillonnage par un ajustement du signal aux courbes de réponses des systèmes de fentes, on définit un nouveau rapport signal sur bruit, SNRT32 par :

$$\mathrm{SNRT32} = \frac{N_{T_{32}} - \langle n_{back_B} \rangle - \langle n_{back_V} \rangle}{\sqrt{N_{T_{32}}}} \tag{3.7}$$

Cependant SNRT32 demeure biaisé tant qu'on n'a pas corrigé le signal. On définit donc

SNRT32$_{cor}$ par :

$$\mathrm{SNRT32}_{cor} = \frac{N_{T_{32cor}} - \langle n_{back_B} \rangle - \langle n_{back_V} \rangle}{\sqrt{N_{T_{32cor}}}} \tag{3.8}$$

Ceci peut entraîner une différence entre SNRT31 et la vraie valeur du rapport signal sur bruit de la mesure.

On a alors sélectionné les transits dont la première estimation de SNRT31 était proche de la valeur 1,5 sur la totalité de la mission. Après avoir corrigé le signal comme décrit au **chapitre 2**, on a déterminé le rapport signal-sur-bruit effectif du transit (SNRT32$_{cor}$). On a alors pu déterminer que la loi suivie par ce rapport signal-sur-bruit dépendait du système de fentes sur lequel était enregistrée la mesure et de la valeur du bruit de fond au moment de la mesure (Fig. 3.2). Le fait que le seuil de détection ne soit pas toujours égal à 1,5 va avoir des conséquences pour la détection des étoiles variables, en ce sens qu'une mesure peut très bien ne pas avoir été détectée avec un SNRT32$_{cor}$ valant 3, puis plus tard l'être alors que SNRT32$_{cor}$ ne vaut que 1 ou moins, tout en restant dans les erreurs statistiques.

Les fluctuations du seuil de détection peuvent être représentées par les différentes lois gaussiennes de la figure 3.2, dont les paramètres sont donnés dans la table 3.3, et être ainsi prises en compte dans notre modèle.

Tab. 3.3 : *Paramètres des lois du seuil de détection de la figure 3.2. Le terme p_1 est le rapport des amplitudes des deux gaussiennes : $sdet = \frac{p_1}{\sqrt{2\pi}\,\sigma_1} exp(-\frac{1}{2}(\frac{x-\bar{x}_1}{\sigma_1})^2) + \frac{1-p_1}{\sqrt{2\pi}\,\sigma_2}\, exp(-\frac{1}{2}(\frac{x-\bar{x}_2}{\sigma_2})^2)$. Pour chaque système de fentes on a deux gaussiennes qui sont chacunes définies par un $\bar{x}$ et un σ.*

	bruit de fond	fente verticale		fente inclinée	
	(cps/éch.)	1^e gaussienne	2^e gaussienne	1^e gaussienne	2^e gaussienne
$\bar{x}_i$	2-4	1.0848	2.98458	1.1795	2.7415
	4-8	1.03898	1.41887	1.27021	1.58225
	8-12	0.96094	1.05705	1.47143	1.5477
	12-16	0.89583	0.9830	1.52653	1.65455
	16-20	1.02674	1.11055	1.64259	1.87882
σ_i	2-4	0.52431	0.73324	0.52099	0.52077
	4-8	0.35381	1.20923	0.43721	1.42412
	8-12	0.39973	1.08738	0.39055	1.12706
	12-16	0.94651	0.34930	1.13128	0.47671
	16-20	0.95808	0.38789	0.76982	0.17730
p_1	2-4	0.84671		0.78123	
	4-8	0.56204		0.47193	
	8-12	0.51742		0.40644	
	12-16	0.58214		0.49555	
	16-20	0.46128		0.84868	

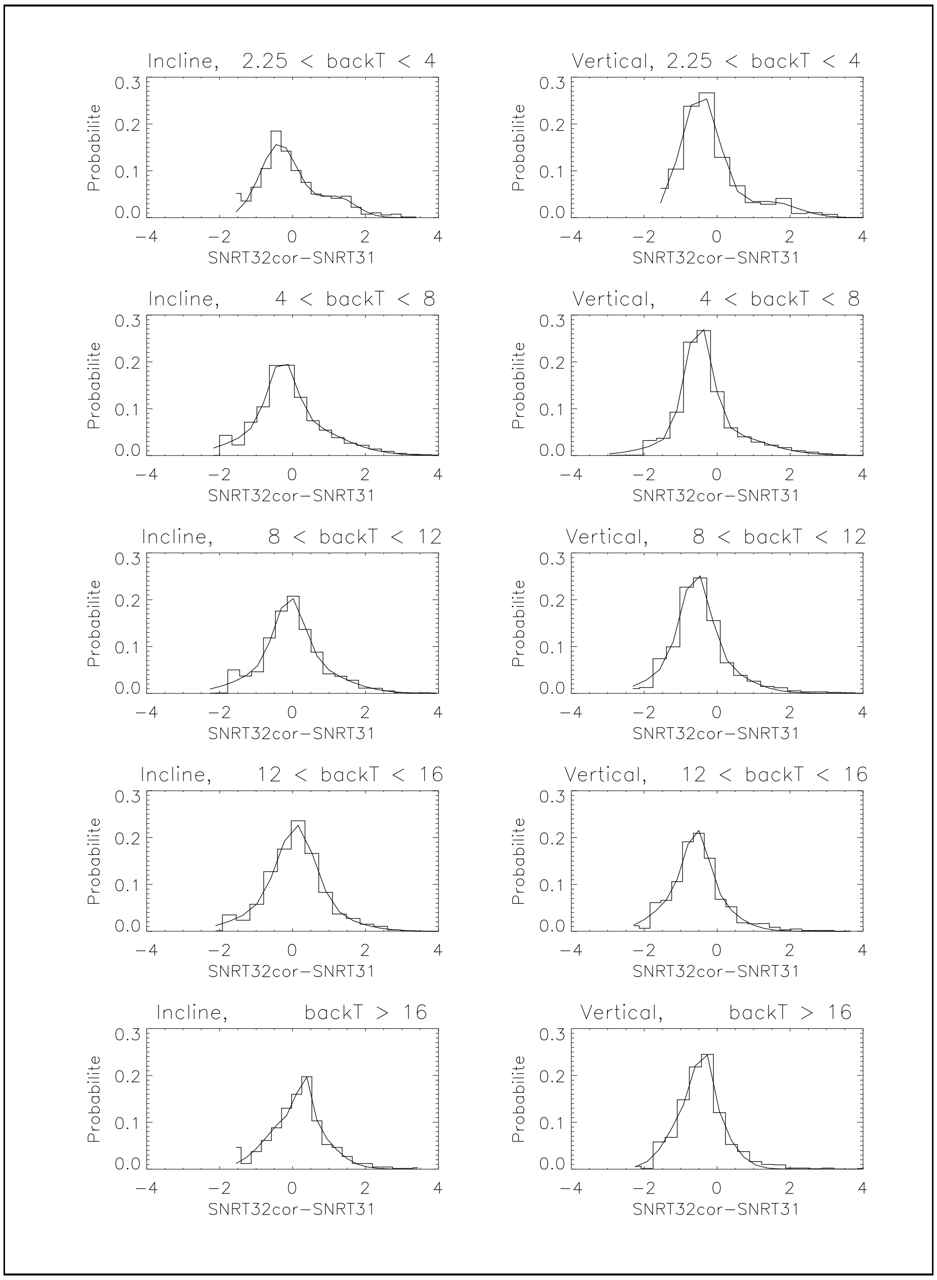


Fig. 3.2 : *Densités de probabilité du rapport signal sur bruit observé et corrigé (SNRT32cor) quand la première estimation (SNRT31) était comprise entre* 1,5 *et* 1,55 *dans la bande* T*, pour différentes classes de bruit de fond et chacun des systèmes de fentes. Les ajustements superposés ont été utilisés comme lois statistiques du seuil de détection.*

Chapitre 4

Modélisation du processus d'acquisition

Nous avons examiné les spécificités du processus d'acquisition des mesures de Tycho au **chapitre 2**. Nous allons maintenant décrire le modèle qui a été mis en œuvre pour détecter les étoiles variables. L'idée sous-jacente est de construire un test statistique nous permettant cette détection. Pour chaque étoile, nous avons une collection d'observations contenant à la fois des mesures acquises et des mesures censurées. Il est donc nécessaire de trouver un moyen de caractériser la dispersion qui permette de distinguer une variation due aux conditions d'observation de celle qui est intrinsèque à l'étoile. Les différentes situations pouvant conduire à une censure de magnitude dans les données Tycho ont été décrites au **chapitre 2**. Ce phénomène de censure a deux effets sur la définition statistique des mesures. Tout d'abord, il déforme la distribution des comptages de photons pour les mesures détectées, puisqu'elle est tronquée à gauche à la fois par le seuil de détection et par le seuil de censure de magnitude. Ensuite, un certain nombre de mesures significativement faibles sont perdues. Nous avons vu au **chapitre 3** qu'afin de diminuer le bruit de photon, il est nécessaire reconstruire les magnitudes T et de regrouper les observations. Il faut donc prendre en compte proprement à la fois la distribution statistique des mesures si particulière et les opérations de dé-censure et de regroupement que nous faisons subir aux observations et dont nous voulons garder le contrôle. En modélisant les facteurs de perturbation liés à l'instrument, et en supposant que l'étoile est constante, on peut alors déterminer pour chaque mesure la probabilité qu'elle ait donné une mesure aussi faible, y compris si la mesure contient une censure de magnitude. Voici les différentes étapes qui vont nous conduire à la **fonction de répartition** ou **probabilité** associée à une mesure.

4.1 Le modèle

Le modèle de l'acquisition des données repose sur trois points que nous allons développer dans ce chapitre. Le lecteur pourra se reporter à la figure 4.1 qui schématise la simulation d'un transit fusionné.

- Pour chaque transit considéré, on produit un transit simulé en supposant que le comptage de photon suit une loi de Poisson, que les magnitudes moyennes de l'étoile sont données par les magnitudes du Tycho-2 et en prenant en compte les valeurs du bruit de fond, la fenêtre d'observation, le système de fentes et la hauteur de passage du transit sur celui-ci ;
- La détection a lieu quand le rapport signal sur bruit en T est supérieur à un seuil de détection dont les lois statistiques sont données sur la figure 3.2 ;
- Une mesure de rapport signal-sur-bruit inférieur à 0,5 dans un canal est censurée ;

4.2 L'estimation du comptage suit une loi de Poisson

L'hypothèse principale de notre modèle repose sur la loi de Poisson suivie par un comptage de photons ; avec cette particularité que l'estimation du comptage de photons, dans le cadre du processus d'acquisition de Tycho, suit une loi de Poisson jusqu'au seuil de censure de rapport signal-sur-bruit valant 0,5 dans chacun des canaux. Pour chaque observation, un comptage de photons moyen $\mathbf{N}$ est attendu. Ce nombre moyen dépend principalement de la magnitude de l'étoile, mais aussi de la valeur du bruit de fond au moment de la mesure, du champ d'observation et du système de fentes sur lequel elle est enregistrée. Comme ces conditions sont très variables, les comptages de photons observés pour différents transits, comme ceux que l'on va simuler, sont des réalisations de variables aléatoires issues de lois de Poisson ayant des paramètres $\mathbf{N}$ très différents. On désignera par la suite $\mathbf{N}$ la variable aléatoire et N sa réalisation. Le Catalogue des Epoques Photométriques de Tycho fournit une estimation des comptages **par échantillon** des termes de bruit de fond $\langle n_{back_B} \rangle$ et $\langle n_{back_V} \rangle$ qui sont réutilisés tels quels, puisqu'on a vu que l'incertitude sur la détermination du bruit de fond était négligeable.

4.2.1 Valeur du comptage attendu

Les comptages de photons dans les deux canaux sont la somme des photons venant du bruit de fond et de ceux venant de l'étoile. En supposant que la magnitude de l'étoile est connue et donnée par le catalogue Tycho-2, le transit étant enregistré sur 6,7 pas d'échantillonnage, pour des valeurs de bruit de fond et des termes de calibration donnés, on peut définir la valeur du comptage de photons attendue dans les deux couleurs :

$$\mathbf{N}_{B_T} = \left(10^{\frac{Bcal - B_{Tycho-2}}{2,5}} + \langle n_{back_B} \rangle\right) \times 6{,}7 \tag{4.1}$$

$$\mathbf{N}_{V_T} = \left(10^{\frac{Vcal - V_{Tycho-2}}{2,5}} + \langle n_{back_V} \rangle\right) \times 6{,}7 \tag{4.2}$$

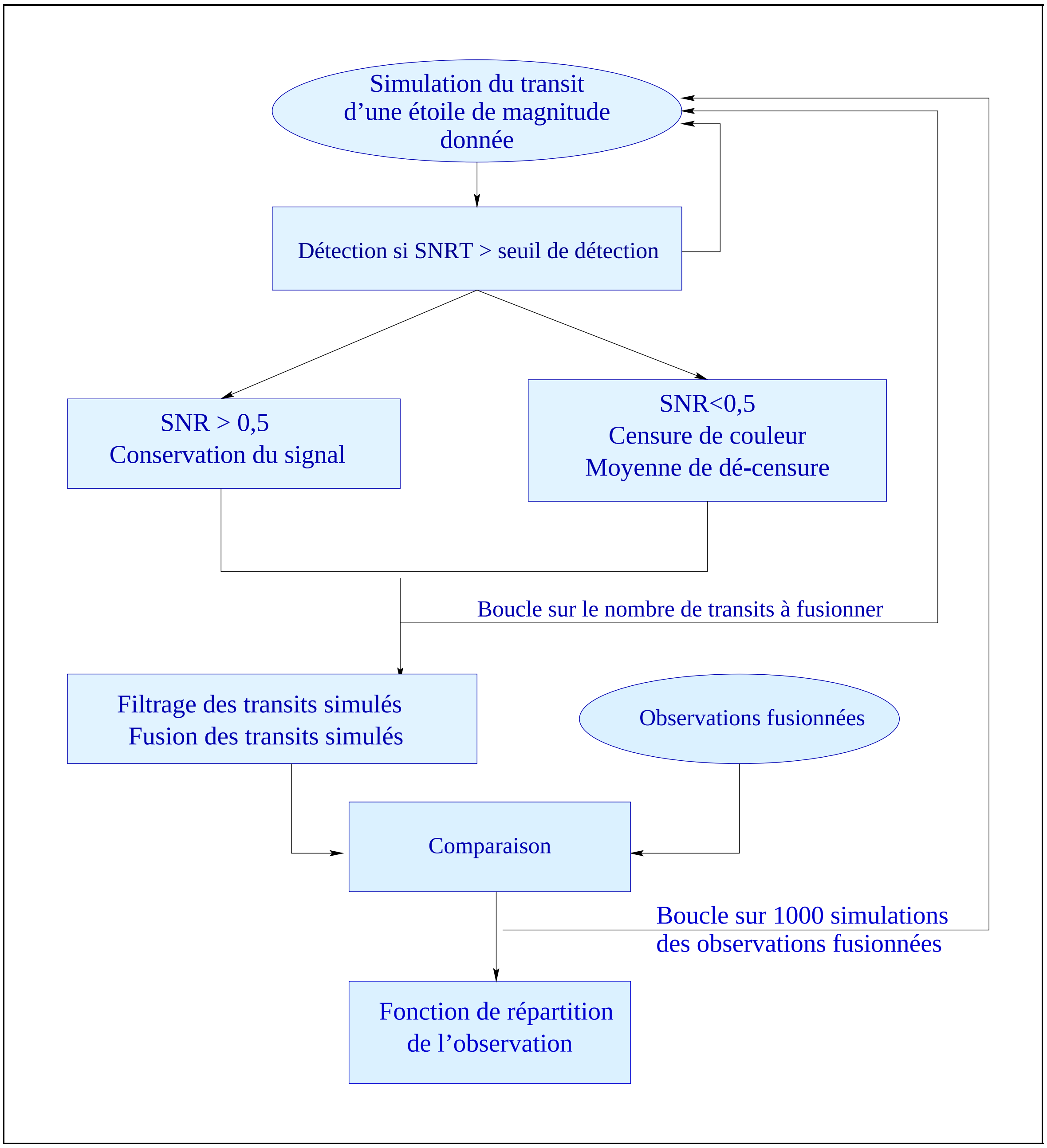


Fig. 4.1 : *Schéma du modèle. En posant que les magnitudes de l'étoile sont celles données par le Tycho–2, connaissant la séquence {fenêtres d'observation, systèmes de fentes, hauteur de passage du transit, termes de bruit de fond} du transit observé que l'on cherche à modéliser, on simule le transit par tirage aléatoire du comptage de photon sur une loi de Poisson. Puis on répète l'opération autant de fois qu'il y a de transits à fusionner. Ce qui se passe dans la comparaison sera explicité au* **chapitre 5**.

où $Bcal$ et $Vcal$ sont les termes de calibration dictés par la fenêtre d'observation, le système de fentes et la partie de celui-ci concernée par le transit. Les valeurs de bruit de fond sont celles de l'observation et la magnitude mesurée de l'équation 3.1 est ici remplacée par la magnitude du Tycho–2, prise pour a priori. Ces valeurs attendues vont nous permettre, pour chaque transit, de déterminer les lois de Poisson correspondantes pour les deux canaux. Une fois ces lois constituées, on est en mesure de simuler des transits en effectuant des tirages aléatoires de comptages de photons sur ces lois. On peut ainsi décrire les deux réalisations $N_{B_T\,simul\acute{e}}$ et $N_{V_T\,simul\acute{e}}$ des variables aléatoires $\mathbf{N}_{B_T}$ et $\mathbf{N}_{V_T}$ dans chacune des couleurs de la façon suivante :

$$N_{B_T\,simul\acute{e}} = \left(n^{\star}_{B_{simul\acute{e}}} + \langle n_{back_B} \rangle\right) \times 6{,}7 \tag{4.3}$$

$$N_{V_T\,simul\acute{e}} = \left(n^{\star}_{V_{simul\acute{e}}} + \langle n_{back_V} \rangle\right) \times 6{,}7 \tag{4.4}$$

où $N_{B_{T_{simul\acute{e}}}}$ et $N_{V_{T_{simul\acute{e}}}}$ sont simulés par tirages sur les lois le Poisson de paramètres $\mathbf{N}_{B_T}$ et $\mathbf{N}_{V_T}$. Il faut noter que $\mathbf{N}_{B_T}$ et $\mathbf{N}_{V_T}$ sont ici des valeurs réelles tandis que la loi de Poisson classique est une loi discrète. Nous avons donc lissé ces densités de probabilités avec des valeurs réelles, puis lorsque nous avons effectué des tirages sur ces lois, nous avons simplement procédé à des interpolations afin d'obtenir des comptages simulés qui soient aussi des réels.

4.2.2 Simulation du seuil de détection

Parallèlement, un seuil de détection est généré aléatoirement à partir des lois du seuil (Tab. 3.3) pour chaque transit simulé et on vérifie que le comptage de photons simulé total $N_{T_{simul\acute{e}}} = N_{B_T\,simul\acute{e}} + N_{V_T\,simul\acute{e}}$ est bien supérieur à ce seuil de détection.
On a vu à la section 2.10 que les signaux observés devaient être corrigés et qu'à la suite de cette correction, il y avait censure de magnitude lorsque le rapport signal-sur-bruit dans l'un des canaux était inférieur à 0,5. On regarde si une censure de magnitude se produit dans l'un des canaux que l'on vient de simuler.

4.2.3 S'il n'y a aucune mesure censurée

Les comptages $N_{B_T\,simul\acute{e}}$ et $N_{V_T\,simul\acute{e}}$ sont conservés tels quels jusqu'au cumul des comptages.

4.2.4 Si une censure de magnitude apparaît dans un des canaux

Dans ce cas on ne conserve pas le comptage simulé puisque cela n'a pas été le cas pour les observations réelles (c.f. **chapitre 2**), mais on remplace à nouveau la censure par la moyenne de dé-censure. Pour prendre en compte le transit, on va se servir de l'**espérance mathématique** du comptage de photons. Cette espérance mathématique s'obtient en utilisant les valeurs attendues des comptages déterminées par les équations 4.1 et 4.2. On construit à partir de ces valeurs les densités de probabilité des lois de Poisson correspondantes que l'on est en mesure ensuite de tronquer par les seuils de détection et de censure. Pour cela on détermine le signal S_B (ou S_V), correspondant au nombre maximum de photon qu'il faut pour aboutir à une censure de magnitude dans les conditions d'acquisition de l'observation réelle, en résolvant l'équation :

$$\frac{S_B}{\sqrt{(S_B + \langle n_{back_B} \rangle)/6{,}7}} = 0{,}5$$

et le comptage de photon maximum pour avoir cette censure :

$$N_{seuil_B} = int\left((S_B + \langle n_{back_B} \rangle) \times 6{,}7\right)$$

où *int* désigne la partie entière. On a alors l'espérance mathématique du comptage de photon qui s'exprime comme :

$$EM_{totale} = \frac{\displaystyle\int_0^{N_{seuil_B}} x \times \frac{\exp^{-\mathbf{N}_{B_T}} \times (\mathbf{N}_{B_T})^x}{x!} dx}{\displaystyle\int_0^{N_{seuil_B}} \frac{\exp^{-\mathbf{N}_{B_T}} \times (\mathbf{N}_{B_T})^x}{x!} dx} \approx \frac{\displaystyle\sum_{i=0}^{N_{seuil_B}} i \times \frac{\exp^{-\mathbf{N}_{B_T}} \times (\mathbf{N}_{B_T})^i}{i!}}{\displaystyle\sum_{i=0}^{N_{seuil_B}} \frac{\exp^{-\mathbf{N}_{B_T}} \times (\mathbf{N}_{B_T})^i}{i!}}$$

et le comptage attendu de l'étoile par pas d'échantillonnage comme :

$$EM_{étoile} = EM_{totale} - \langle n_{back_B} \rangle \times 6,7$$

Le comptage censuré est alors remplacé par la valeur moyenne attendue du comptage EM_{totale} répondant aux conditions que l'on vient de décrire, en supposant la magnitude de l'étoile connue. Cette valeur moyenne attendue est appelée **moyenne de dé-censure**.

4.3 Cumul des comptages

Les transits simulés successifs (correspondant aux deux fenêtres donnant chacune la traversée de deux systèmes de fentes, comme pour les transits observés) peuvent donc être fusionnés dans les deux couleurs, comme on l'a vu pour les comptages observés, dans le but de diminuer le bruit.
Avant la fusion, chaque transit est comparé à la moyenne des autres transits du lot. Pour cela la moyenne et la dispersion σ de ces transits sont déterminées. Si l'intensité du transit restant est supérieure d'au moins 5σ à la moyenne des autres transits, celui-là est rejeté (ceci ne devrait pas se produire, mais la condition a été gardée par souci de cohérence avec ce qui a été appliqué aux transits observés). Les transits restants sont ensuite fusionnés à l'aide des formules 4.5 et 4.6 toujours d'après les propriétés d'additivité de la loi de

Poisson.

$$N_{T_{simulé}} = N_{B_T\ simulé} + N_{V_T\ simulé} \tag{4.5}$$

$$N_{(B_T-V_T)_{simulé}} = N_{B_T\ simulé}/N_{V_T\ simulé} \tag{4.6}$$

On se retrouve alors avec des comptages de photons pour un transit fusionné issu de transits que l'on a simulés en respectant les conditions d'observation des transits observés correspondant, la fusion étant exactement la même procédure dans les deux cas. Les comptages des transits simulés et observés vont ainsi pouvoir être comparés, ce qui va nous fournir la fonction de répartition de l'observation.

4.4 Fonction de répartition de la mesure vraie

On a vu que les observations de Tycho étaient de qualités très diverses et qu'il n'était donc pas possible de les comparer entre elles avec des test statistiques standards. On va donc remplacer la mesure fusionnée, obtenue au **chapitre 3**, par sa fonction de répartition. On va alors utiliser la fonction de répartition en tant que probabilité a priori d'avoir une mesure plus faible que ce qui a été observé. En effet les fonctions de répartition seront alors comparables au moyen d'un test statistique adéquat, qui sera développé dans le **chapitre 5**.
Pour chaque lot de transits fusionnés observés, on détermine la fonction de répartition associée. Pour cela on effectue 1000 simulations du transit à l'aide du modèle ci-dessus. On compare ensuite les comptages observés et simulés pour en déduire la proportion de comptages simulés inférieurs à ce qui a été observé :

$$F(N_{T_{obs}}) = Pr(N_{T_{simulé}} \leq N_{T_{obs}}) \tag{4.7}$$

$$F(N_{(B_T-V_T)_{obs}}) = Pr(N_{(B_T-V_T)_{simulé}} \leq N_{(B_T-V_T)_{obs}}) \tag{4.8}$$

On effectue ces opérations pour tout les lots de mesures d'une étoile et on obtient ainsi les fonctions de répartitions en T et en $(B_T - V_T)$ associées à ces observations fusionnées.

Chapitre 5

Construction du test statistique

Nous avons maintenant pour chaque étoile une collection d'observations auxquelles sont associées des fonctions de répartition déterminées selon notre modèle. Nous avons construit notre test statistique avec, comme point de départ, le test de Kolmogorov-Smirnov qui détermine si une distribution observée des probabilités est conforme à une distribution théorique a priori. Nous allons donc voir comment le test de Kolmogorov-Smirnov se présente dans le cas qui nous concerne, quelle doit être la distribution théorique a priori, ce qui caractérise la distribution des probabilités d'une étoile variable et proposer une adaptation de ce test.

5.1 Définition du test de Kolmogorov-Smirnov

Le test statistique de Kolmogorov-Smirnov repose sur le théorème de la convergence uniforme entre une distribution cumulée G_n, distribution estimée en n points, et une distribution cumulée issue d'une fonction continue quelconque G, ou distribution théorique. Pratiquement, on définit la distance de Kolmogorov par :

$$D_n = \sup_x |G_n(x) - G(x)| \tag{5.1}$$

Cette statistique a été utilisé par Smirnov pour juger de l'adéquation de G_n avec G.
Le principe d'un test statistique consiste à poser une hypothèse nulle, qui dans notre cas est :

$$\begin{aligned} H_0 :&\quad \text{l'étoile est constante,} \\ \text{contre } H_1 :&\quad \text{l'étoile n'est pas constante,} \end{aligned}$$

et d'utiliser la statistique $\sqrt{n}D_n$ pour déterminer avec quel seuil se fait le rejet de l'hypothèse nulle. On utilise $\sqrt{n}D_n$ afin de s'absoudre de la dépendance en n de la statistique de Kolmogorov-Smirnov. Pour chaque étoile, on obtient la probabilité t qu'elle ait une distance $\sqrt{n}D_n$ aussi grande tout en étant constante, et on défini un **seuil de rejet** t_{rej} tel que si $t \leq t_{rej}$, c'est à dire si $\sqrt{n}D_n$ est trop grande, alors on rejette H_0 au profit de

H_1. La valeur de t_{rej} que l'on va ensuite choisir va fixer le nombre de **fausses alarmes** tolérées. En effet, le seuil de rejet doit vérifier l'assertion :
Si les étoiles sont constantes alors la proportion de fausses candidates ayant $t \leq t_{rej}$ doit être t_{rej}, si le modèle est exact, soit :

$$t_{rej} = \frac{N_{f.alarmes}}{N^{\star}_{total}} \tag{5.2}$$

L'avantage d'utiliser le test de Kolmogorov-Smirnov est que la normalité[1] n'est pas une condition nécessaire puisque la distribution théorique peut être n'importe quelle fonction continue, de plus, on verra qu'il peut être appliqué sur des petits nombres d'observations.

5.2 La distribution des probabilités cumulées

Si le modèle d'acquisition des données décrit au **chapitre 4** est exact, et si la magnitude de l'étoile est bien celle donnée par le Tycho–2, alors les fonctions de répartition des mesures de l'étoile (Eq. 4.7 et Eq. 4.8) doivent suivre une **loi uniforme**. La distribution cumulée des fonctions de répartition $(G(F))$ est par conséquent comparée à la distribution cumulée de la loi uniforme $(G(U))$ par une statistique de type Kolmogorov-Smirnov.
Les différentes formes de distribution des probabilités cumulées que l'on peut rencontrer dans les données Tycho sont schématisées sur la figure 5.1. Si l'étoile est constante, la distribution cumulée des probabilités doit ressembler à la courbe 3, qui est celle issue d'une loi uniforme. Pour une étoile qui présente un excès de mesures brillantes, on observera un nombre important de mesures ayant une faible probabilité d'avoir été observées aussi brillantes, ce qui nous donnera la courbe 1. De même si l'étoile a trop de mesures faibles, on verra apparaître pour ces mesures un excès de fortes probabilités d'avoir été observées aussi brillantes, soit la courbe 5. Si l'étoile présente à la fois un excès de mesures faibles, et un excès de mesures brillantes, on observera beaucoup de fortes et de faibles probabilités, soit la courbe 2, dite en "N". Enfin, si les observations de l'étoile sont moins dispersées que ce à quoi le modèle s'attend, alors on verra la majorité des mesures ayant une probabilité proche de 0,5 d'avoir été observées aussi brillantes, ce qui nous amène à la courbe 4, dite en "S".
On a vu à la section 5.1 que le test de Kolmogorov-Smirnov repose sur la détermination de la plus grande distance entre la distribution observée et la distribution théorique. Dans le cas présent, il est évident que les courbes qui vont donner les distances les plus grandes sont les courbes 1 et 5. Or ces distributions peuvent avoir pour origine un léger décalage de la magnitude moyenne estimée de l'étoile par rapport à la magnitude moyenne réelle, n'ayant rien à voir avec de la variabilité. Ces cas sont bien entendu source de fausses alarmes et ne nous intéressent pas. De même les distributions s'écartant de la loi uniforme du fait d'une dispersion inférieure à celle prédite par le modèle, donc décrite pas la courbe

[1]Normalité : les observations suivent une loi normale de moyenne μ et de variance σ

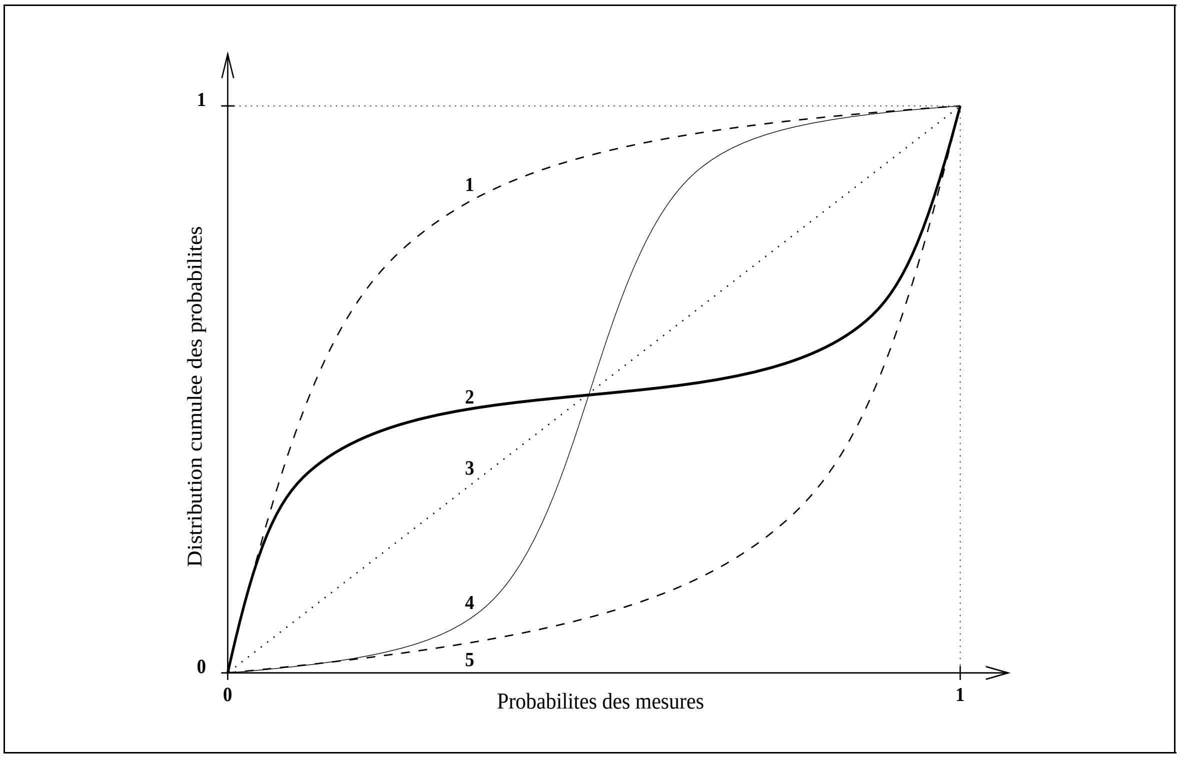


Fig. 5.1 : *Différentes formes de distributions cumulées des probabilités que l'on peut rencontrer. 1 : excès de faibles probabilités (mesures brillantes) ; 2 : excès de faibles probabilités ET excès de fortes probabilités ; 3 : distribution uniforme ; 4 : distribution moins dispersée que le modèle ; 5 : excès de fortes probabilités (mesures faibles)*

en “S”, ne nous concernent pas non plus. Les étoiles intrinsèquement variables vont donc montrer des courbes de distribution cumulée des probabilités ayant la forme en “N”. Cela signifie que le calcul de la distance de Kolmogorov-Smirnov tel qu'il est donné par l'équation 5.1 ne convient pas à notre problématique, et on va donc proposer de calculer une distance faisant en sorte de ne regarder que les courbes en “N”.

5.3 Modification du calcul de la distance de Kolmogorov

Le fait de calculer la distance de Kolmogorov d'une autre manière, afin de faire ressortir les courbes en “N”, va nous imposer de calculer des tables de seuils correspondant au nouveau test statistique, comme on le verra à la section 5.4. Nous avons donc envisagé plusieurs alternatives à ce nouveau calcul de la distance.

5.3.1 Calcul de la plus petite distance

La figure 5.2 montre deux distributions cumulées des probabilités obtenues à partir de vraies étoiles, une étoile constante et une étoile variable connue : CD Cygni. Pour calculer la distance de Kolmogorov tout en privilégiant la forme en “N”, on a procédé de la façon suivante :

- on détermine la plus grande distance au-dessus entre la distribution observée et la distribution attendue : D_1,
- on détermine la plus grande distance en-dessous entre la distribution observée et la distribution attendue : D_2,
- on impose l'ordre : la plus grande distance au–dessus doit être à gauche de la plus grande distance en–dessous. En effet, pour les étoiles constantes il fallait tenir compte du fait que la distribution des probabilités observée pouvait croiser la distribution théorique en plusieurs points. De même, une étoile dont la magnitude moyenne est légèrement décalée donnera une distribution des probabilités observée qui ne croisera pas la courbe théorique juste à la valeur 0,5 mais peut–être plus haut ou plus bas sur la distribution théorique.
- on prend la plus petite des deux distances ainsi définies.

5.3.2 Alternatives à la plus petite distance

On a envisagé également d'utiliser la plus grande distance ou la moyenne des deux, mais prendre la plus petite s'est avéré plus efficace en terme de taux de fausses alarmes. Pour établir cela, on a utilisé un échantillon de 4531 étoiles connues pour être constantes dans Hipparcos et on a recherché combien d'entre elles se retrouvaient variables à tort au seuil de 0,1%. Au préalable, on a calculé, pour la plus grande distance comme pour la plus petite, les tables des seuils du test statistique correspondant par simulation en effectuant un million de tirages aléatoires. En prenant la plus grande des deux distances définies ci–dessus, on obtient un taux de fausses alarmes de 11,56%, tandis qu'en prenant la plus petite des deux, ce taux de fausses alarmes se trouve réduit à 0,68%, valeur plus raisonnable, bien qu'encore élevée, comme on le verra au **chapitre 6**. On a ensuite sélectionné un échantillon d'étoiles variables connues, dont Hipparcos a montré qu'elles avaient une amplitude de variation supérieure à 0,6 magnitude. En utilisant la plus grande des deux distances on retrouve 63,76% des étoiles variables, toujours au seuil de 0,1%, tandis qu'avec la plus petite distance, on en retrouve 51,4%. Relativement, cela faisait un taux de vraies variables de 14,37% parmi l'échantillon final dans le premier cas, et de 69,6% de vraies variables dans le second cas. On gagne donc en efficacité en prenant la plus petite des deux distances.

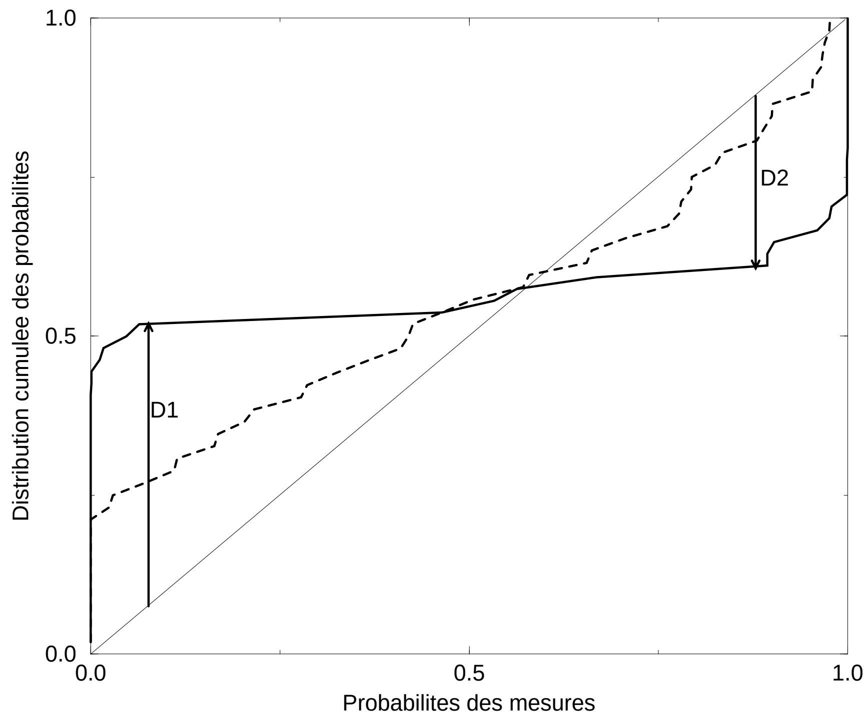


Fig. 5.2 : *Exemple de distances à gauche D_1 et à droite D_2. Calcul de la plus petite distance. La distribution cumulée des probabilités en pointillés correspond à une étoile dont Hipparcos a confirmé qu'elle était constante. Celle qui est en trait plein correspond à une étoile Céphéide connue : CD Cygni.*

5.4 Caractérisation du test statistique par simulation

Pour déterminer les probabilités t associées aux valeurs de D_K obtenues, il a fallu déterminer la densité de probabilité de ces D_K pour une étoile constante selon le nombre d'observations N. Pour différentes valeurs de N, on effectue un tirage à partir d'une loi uniforme de N valeurs de probabilités cumulées fictives que l'on trie. On calcule ensuite les distances D_1 et D_2 comme on les a définies ci-dessus, et on détermine D_K, la plus petite des deux. On répète cette opération un million de fois et on obtient la fréquence de chaque valeur de D_K. On obtient ainsi une table des seuils t associés aux valeurs de D_K. On répète l'opération pour différentes valeurs de N de façon à pouvoir traiter toutes les étoiles de l'échantillon ($N > 5$).

5.5 Résultats préliminaires

Après avoir déterminé la distance D_K et le seuil t associé, pour chaque étoile, on va pouvoir sélectionner les étoiles dont le seuil t est inférieur à un seuil de rejet t_{rej}. Avant de faire cette sélection, il est nécessaire de vérifier que le seuil de rejet de notre test statistique nous donne bien le taux de fausses alarmes que l'on s'est choisi.

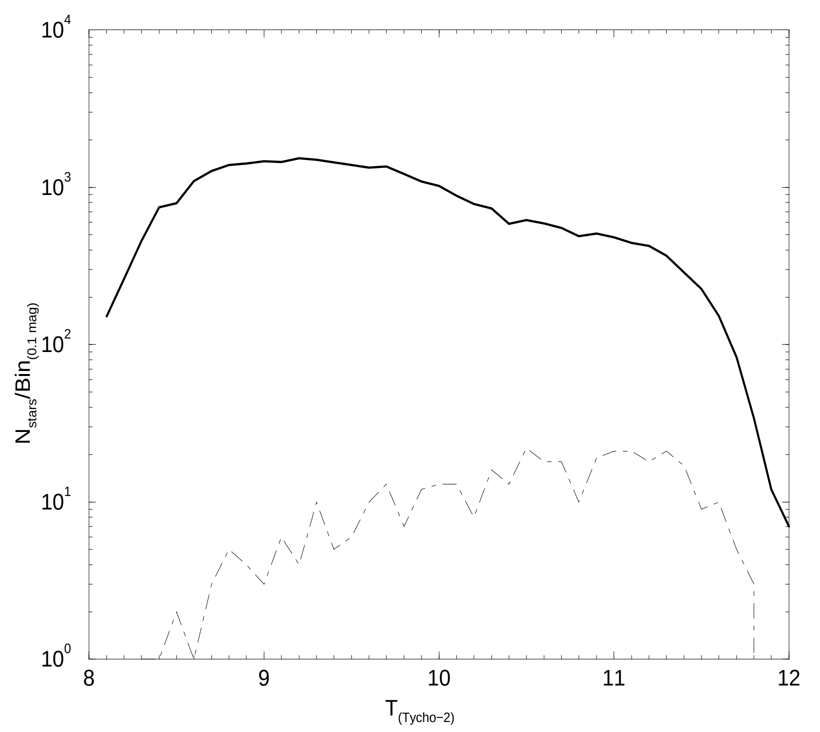


Fig. 5.3 : *Taux de fausses alarmes du test préliminaire. En trait plein sont représentés les étoiles constantes de l'échantillon test, et en point-tiret sont les étoiles constantes suspectées de variabilité à tort lorsqu'on prend un seuil de rejet de* 0,2%.

Pour cela, on considère un échantillon d'étoiles constantes, on se donne $t_{rej} = 0.2\%$ et on regarde si l'équation 5.2 est vérifiée. Sur la figure 5.3 on constate que notre modèle présente des imperfections. En effet, la proportion d'étoiles suspectées variables croît avec la magnitude. Or, on sait que la sensibilité de Tycho décroît quand la magnitude croît. La proportion de suspectées variables ne devrait donc pas croître avec la magnitude, mais au mieux être constante. Cet effet vient d'une sous-estimation de la dispersion des mesures dans le modèle qu'il va falloir corriger a posteriori ; ceci fera l'objet du **chapitre 6**.
A titre d'illustration, on effectue la sélection, toujours au seuil de 0,2%, avec l'échantillon complet. La proportion d'étoiles suspectées variables est fortement contaminée par les fausses alarmes, ce dont on peut se faire une idée sur la figure 5.4. La sélection sans

correction conduit donc à un catalogue d'étoiles suspectées variables où les vraies étoiles variables se trouvent noyées parmi pléthore de fausses alarmes.

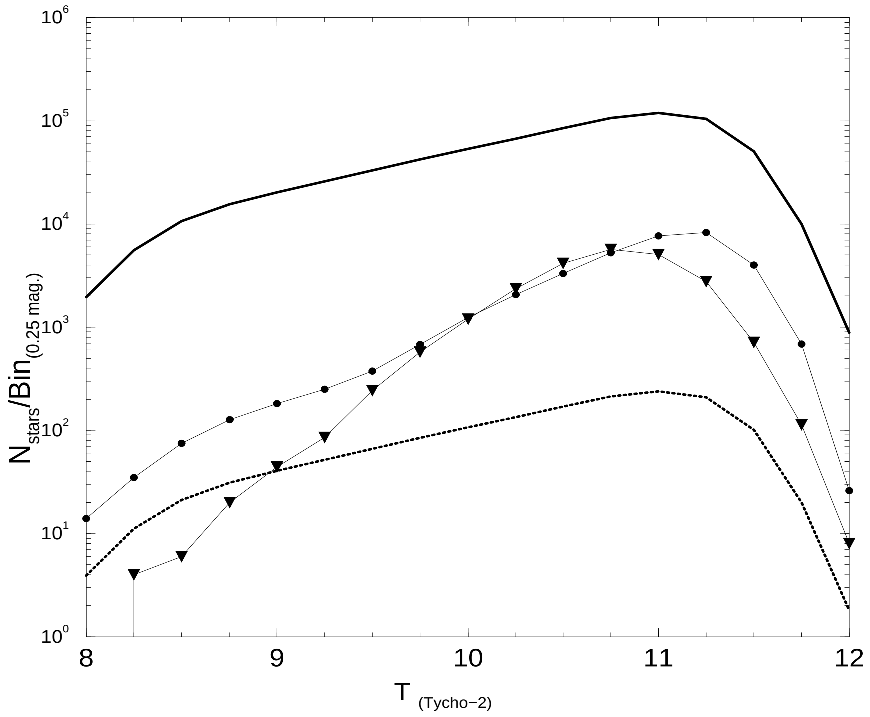


Fig. 5.4 : *Distribution des étoiles suspectées variables au seuil* 0,2%. *La courbe en trait plein représente la distribution des étoiles Tycho sur laquelle a porté la recherche, le nombre de fausses alarmes attendu est en pointillés, les cercles montrent la distribution des étoiles détectées sur T, et les triangles désignent les étoiles détectées sur $(B_T - V_T)$.*

Chapitre 6

Correction et Validation

Nous avons vu au **chapitre 5** que les imperfections du modèle avaient des conséquences sur le taux de fausses alarmes de notre test statistique, qui nous conduisaient à sélectionner un échantillon de candidates variables contenant trop de fausses alarmes du côté des magnitudes faibles du catalogue. Etant donné que nous ne pouvions pas corriger le modèle, nous avons donc corrigé la statistique a posteriori. Pour cela nous avons utilisé des échantillons d'étoiles connues pour être constantes, nous permettant ainsi de quantifier le taux de fausses alarmes, afin de déterminer un facteur correctif à appliquer sur la distance D_K. Une fois cette correction effectuée, nous avons vérifié que le taux de fausses alarmes du test était de nouveau correct. Puis nous avons mis en place un seuil de rejet “flottant” afin de contrôler la proportion de fausses candidates variables dans l'échantillon final (le lecteur pourra se reporter à la figure 6.6 pour une description schématique de l'enchaînement des différentes étapes).

6.1 Echantillons d'étoiles constantes

6.1.1 Etoiles constantes du programme Hipparcos

Lors de la réduction de Hipparcos, un test de χ^2 a été appliqué sur les courbes de lumières des étoiles afin de détecter une éventuelle variabilité dans les données. A cette occasion, des étoiles variables ont pu être découvertes (Eyer, 1998), mais surtout, il a été mis en évidence que 46 552 étoiles présentaient une probabilité d'être constante qui dépassait 0,5. Elles ont été marquées d'un indice signifiant que ces étoiles doivent être considérées comme constantes, ou tout du moins que leur variabilité éventuelle était bien en-deçà de la limite de détectabilité dans Hipparcos. Les mesures de Hipparcos étant plus précises que celles de Tycho et les époques d'observations étant les mêmes, ces étoiles peuvent être considérées comme de bonnes étoiles constantes pour valider notre test statistique. 27 055 de ces étoiles, communes avec l'échantillon d'étoiles Tycho sur lequel nous avons travaillé, furent donc utilisées comme telles. Mais Hipparcos a observé essentiellement des étoiles brillantes, et nous n'avions que très peu d'étoiles constantes dans la partie faible du catalogue Tycho. Il nous fallait donc un échantillon d'étoiles constantes plus faibles issu d'une autre source.

6.1.2 Programme Méridien 2000 de Bordeaux

Le programme Méridien 2000 (Colin et al., 1998) observe la zone comprise entre 11 ° et 18 ° en déclinaison, correspondant à la zone de Bordeaux lors du programme de la Carte du Ciel (1892-1937). Une caméra CCD enregistre la magnitude V et les positions des étoiles qui passent au méridien de l'instrument jusqu'à la magnitude $V = 17$. L'utilisation des anciennes plaques photographiques, comparées aux nouvelles positions obtenues, permet de déduire des mouvements propres précis jusqu'à la magnitude $V = 14$.
Le programme a fonctionné pendant quatre ans, et certaines étoiles ont été observées plusieurs fois. Pour ce qui nous concerne, les étoiles ayant au moins six mesures et dont l'erreur standard en magnitude V ((dispersion des mesures) $\div$ ($\sqrt{\text{nombre de mesures}}$)) est strictement inférieure à 0,03 magnitude ont été sélectionnées. Cela nous a fournit un échantillon de 3 555 étoiles constantes de V = 7,8 à V = 12,7, qui ont été utilisées pour compléter l'échantillon d'étoiles constantes de Hipparcos.

6.2 Correction de la plus petite distance

L'échantillon d'étoiles constantes ainsi constitué est utilisé pour vérifier si t est réellement la probabilité pour une étoile constante de ressembler à une étoile variable par hasard. Comme on peut le deviner sur la figure 5.4, la proportion de fausses candidates ayant $t \leq t_{rej}$ est toujours plus grande que t_{rej}. Il faut donc redresser t, et pour cela déterminer une correction sur D_K. Pour pouvoir travailler avec les distances sans avoir à se soucier du nombre d'observations, nous avons ramené toutes les distances de chaque étoile constante à $D_{40}(t)$, distance qui aurait donné le t actuel si l'étoile avait $N = 40$ observations. L'échantillon est alors trié par t croissants et par tranche de magnitude. Le rang de chaque

Tab. 6.1 : *Coefficients α_{ij} des équations 6.1 et 6.2 des distances de Kolmogorov corrigées*

		j		j		
		0	1	0	1	2
	0	1.86	0.039	14.62	−10.11	5.68
i	1	0.104	−0.004	−2.62	2.04	−1.16
	2	–	–	0.123	−0.10	0.06

étoile dans ces tranches nous donne alors la valeur théorique de $t (= \frac{rang}{N^{\star}_{Cste}})$ correspondante, dont on déduit la valeur théorique de $D_{40}(t = \frac{rang}{N^{\star}_{Cste}})$. Les formules faisant passer de $D_{40}(t)$

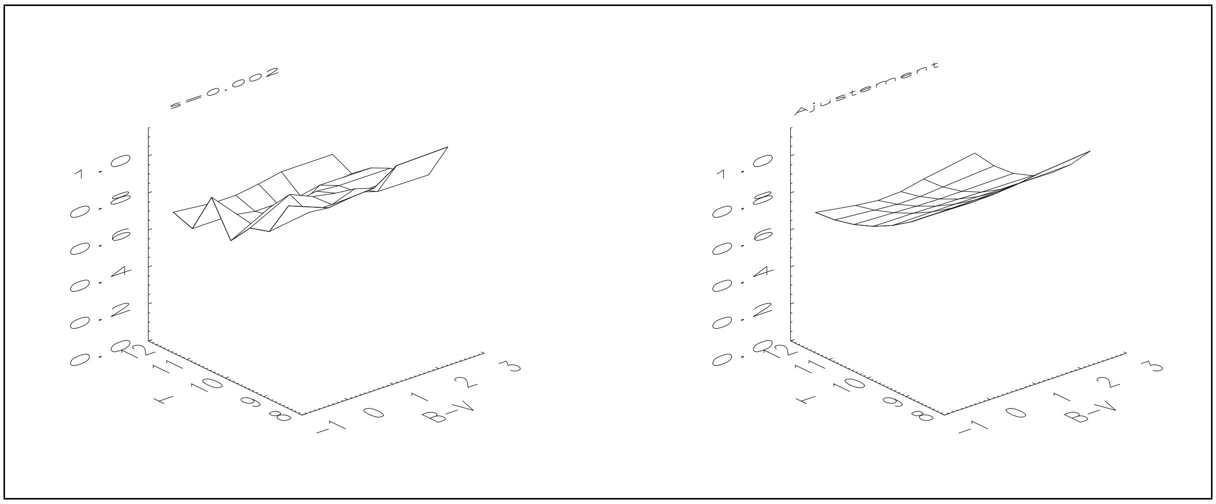


Fig. 6.1 : *Surface de correction de la distance D_K en T, à gauche la surface décrite par les différents termes de correction de la distance, à droite l'ajustement polynômial conduisant à l'équation 6.1*

à $D_{40}(t = \frac{rang}{N^{\star}_{Cste}})$ s'écrivent :

$$D_{corrig\acute{e}}(T) = \left(\sum_{i,j=0}^{1} \alpha_{ij} \times T^i \times (B_T - V_T)^j \right) \times D_T \tag{6.1}$$

$$D_{corrig\acute{e}}(B_T - V_T) = \left(\sum_{i,j=0}^{2} \alpha_{ij} \times T^i \times (B_T - V_T)^j \right) \times D_{(B_T - V_T)} \tag{6.2}$$

où D_T et $D_{(B_T-V_T)}$ sont les estimations préliminaires des distances et les coefficients α_{ij} sont donnés dans la table 6.1. Ces formules découlent d'un ajustement polynômial des différents termes correctifs, comme on peut le voir sur la figure 6.1. La validité de ces formules a été vérifiée pour différentes valeurs de N.

Les distances de Kolmogorov ainsi corrigées donnent de nouvelles estimations de la probabilité t qu'une étoile constante montre une distance aussi grande que celle qui a été obtenue, et nous ramènent à une proportion de fausses candidates par tranche de magnitudes ayant $t \leq t_{rej}$ qui vaut exactement t_{rej}.

Une nouvelle sélection des étoiles au seuil 0,2% avec le seuil corrigé conduit à la distribution de la figure 6.2. En comparant l'allure de la nouvelle distribution à celle de la figure 5.4, on peut voir que la proportion d'étoiles suspectées variables ne croît plus aussi fortement que précédemment avec la magnitude. On a donc maintenant un test statistique dont le seuil de sélection choisi nous assure du taux de fausses alarmes que l'on aura dans l'échantillon final par rapport au nombre d'étoiles de l'échantillon de départ. Cependant, nous sommes tout autant intéressés de savoir quelle proportion de ces fausses alarmes polluent notre

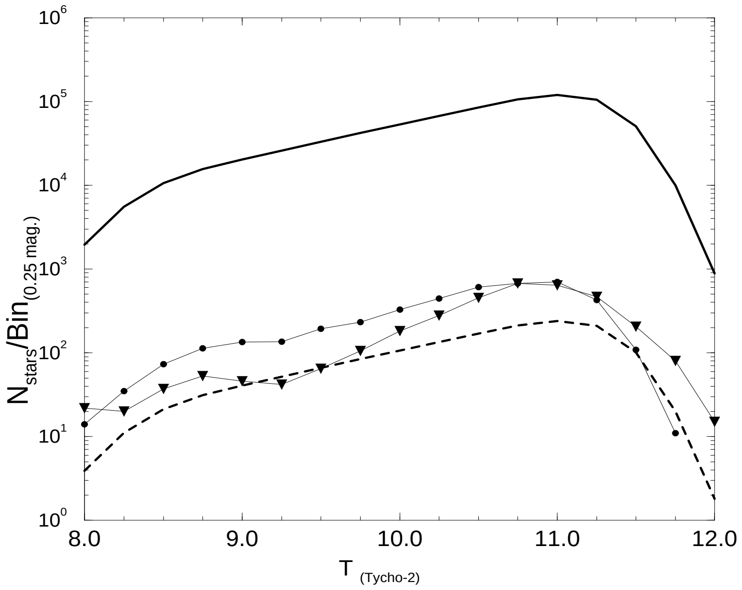


Fig. 6.2 : *Distribution des candidates variables après correction de la distance ayant une probabilité t inférieure à 2×10^{-3}. Les symboles sont les mêmes que pour la figure 5.4*

échantillon de candidates variables. Nous avons donc cherché à optimiser le taux de fausses candidates dans l'échantillon de candidates variables.

6.3 Optimisation du taux de fausses candidates

La correction précédente conduit à un taux de fausses alarmes, parmi l'échantillon d'étoiles sur lesquelles a porté la recherche, indépendant de la magnitude. Ce taux de fausses alarmes est relié au nombre total d'étoiles, comme on peut le voir sur la figure 6.2. Or il serait plus utile d'avoir un taux de fausses alarmes qui soit relié au nombre de candidates variables. On appelle ce taux de fausses alarmes parmi les candidates $P_{fausses}$. Pour que $P_{fausses}$ soit constant, on va utiliser un seuil de sélection $t_{rej\,(T,P_{fausses})}$ dépendant de la magnitude. Pour chaque classe de magnitude, on trie les candidates selon leur seuil t. Pour chaque seuil t, un nombre théorique de fausses alarmes est calculé par :

$$N_{fal} = t \times N^{\star}_{total}$$

Parallèlement, une fois que l'on a trié les étoiles selon leur t, le rang de l'étoile nous donne la proportion de fausses candidates dans la classe :

$$N_{fausses\ candidates} = P_{fausses} \times rang$$

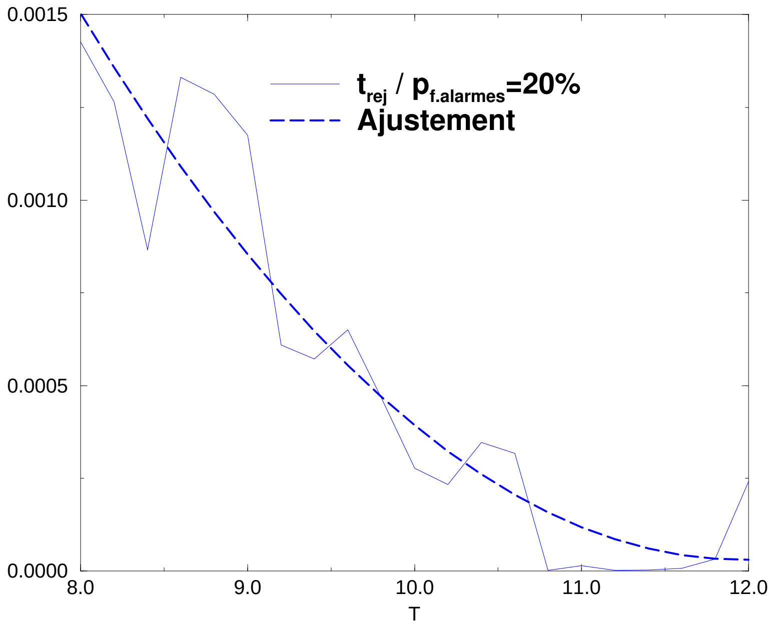


Fig. 6.3 : *t_{rej} lissé pour une proportion de fausses candidates de 20%*

On incrémente le rang en passant à l'étoile de t immédiatement supérieur à l'étoile précédente, jusqu'à trouver t tel que le taux de fausses alarmes théorique corresponde au taux de fausses candidates $P_{fausses}$ que l'on veut, c'est à dire vérifiant :

$$t_{rej\,(T,P_{fausses})} \times N^{\star}_{total} = P_{fausses} \times rang$$

Le seuil correspondant est alors conservé pour la classe de magnitude. Les valeurs de coupure obtenues sont ensuite lissées et sont décrites par les équations 6.3 et 6.4 pour une proportion $P_{fausses} = 20\%$ de fausses candidates par tranche de magnitude :

$$t_{rej\,(T|P_{fausses}=20\%)} = 0.0134 - 0.0022 \times T + 9.33 \times 10^{-5} \times T^2 \tag{6.3}$$

$$t_{rej\,(B_T-V_T|P_{fausses}=20\%)} = 0.0103 - 0.0020 \times T + 9.96 \times 10^{-5} \times T^2 \tag{6.4}$$

Le seuil flottant en T est représenté sur la figure 6.3 pour une proportion de fausses candidates de 20%. On peut noter que tandis que précédemment nous avions pris un seuil t_{rej} de 0,2%, le seuil de rejet est maintenant beaucoup plus faible et décroissant avec T, ce qui fait que l'on va sélectionner de moins en moins d'étoiles suspectées variables en allant vers les magnitudes faibles. Cela n'a rien de troublant puisqu'on sait que les mesures de Tycho sont de plus en plus bruitées dans cette région, et qu'il y a donc de moins en moins d'étoiles variables *détectables* ; il ne va donc rester que les étoiles variables de grande amplitude.

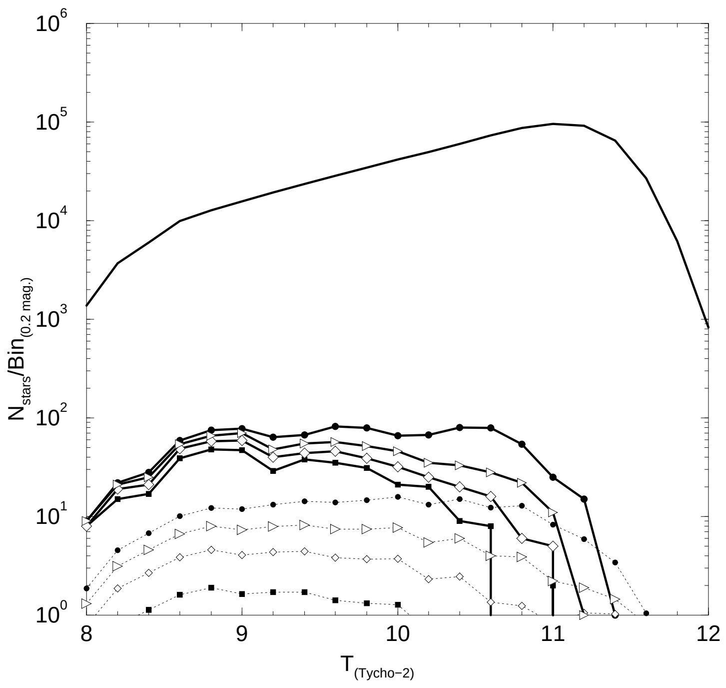


Fig. 6.4 : *Distribution selon T des étoiles suspectées variables en fonction de différents seuils de fausses alarmes. Le nombre total d'étoiles sur lequel a porté la recherche est représenté en trait plein. Les distributions avec des symboles et des traits pleins représentent, par ordre croissant, les candidates variables aux seuils 5, 10, 15 et 20 % et les distributions avec les mêmes symboles et des traits pointillés repésentent les fausses alarmes à ces mêmes seuils.*

6.4 Sélection selon le seuil flottant

Les étoiles sont maintenant sélectionnées selon les équations 6.3 et 6.4, et les distributions correspondant à différentes proportions sont en figure 6.4. On peut remarquer que quand on augmente le taux de fausses candidates (de 10 à 20 % par exemple), on n'augmente guère le nombre de candidates du côté des étoiles plus brillantes que la magnitude 9. Par conséquent, on a une forte proportion de fausses alarmes parmi ces candidates brillantes additionnelles puisqu'un faible taux de fausses candidates est suffisant pour glaner un grand nombre de vraies variables. A l'opposé, pour les étoiles de magnitudes comprises entre 9 et 11, le fait de passer d'un taux de fausses candidates de 10 à 20 % accroît considérablement le nombre d'étoiles sélectionnées. Ceci confirme le fait que les étoiles

faibles sont proches de la limite de détection. Or nous voulons sélectionner les faibles étoiles variables, nous avons donc décidé de prendre le parti d'un taux de fausses candidates de 20%, car cela nous faisait passer de 487 à 954 candidates variables, avec un nombre de vraies variables qui passe, lui, de 438 à 763.
Il faut noter cependant que les ajustements du seuil flottant que nous avons effectué pour obtenir les équations 6.3 et 6.4 ne sont valables que pour les étoiles plus brillantes que $T = 11$. Ceci se voit clairement sur la figure 6.4 où le nombre de candidates variables dans l'intervalle $T \in [11 - 11,5]$ converge vers le nombre de fausses candidates.

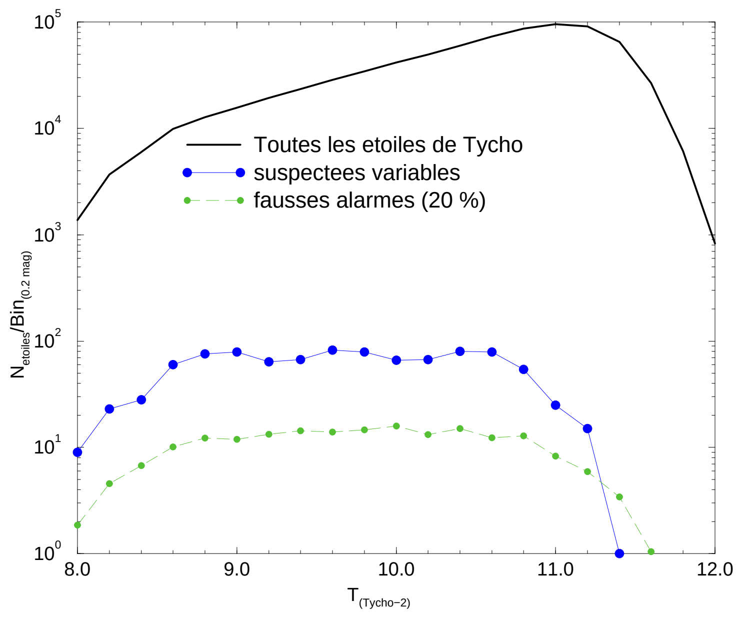


Fig. 6.5 : *Distribution selon T des étoiles suspectées variables avec une proportion de fausses candidates de 20%. Le nombre total d'étoiles sur lesquelles a porté la recherche est représenté en trait plein, le nombre de fausses candidates estimé est représenté par la courbe verte, et la distribution de l'échantillon de suspectées variables est représenté par la courbe bleue. Le recouvrement au-delà de $T = 11{,}5$ est un effet de lissage de t_{rej}.*

6.5 L'échantillon obtenu

A partir des 752 115 étoiles du catalogue Tycho ayant une bonne qualité astrométrique et photométrique et des msnitudes moyennes dans le catalogue Tycho–2, nous avons donc sélectionné un échantillon de suspectées variables pour lequel nous sommes à même de fournir une estimation robuste du taux de fausses candidates. Nous allons maintenant examiner le contenu de cet échantillon.

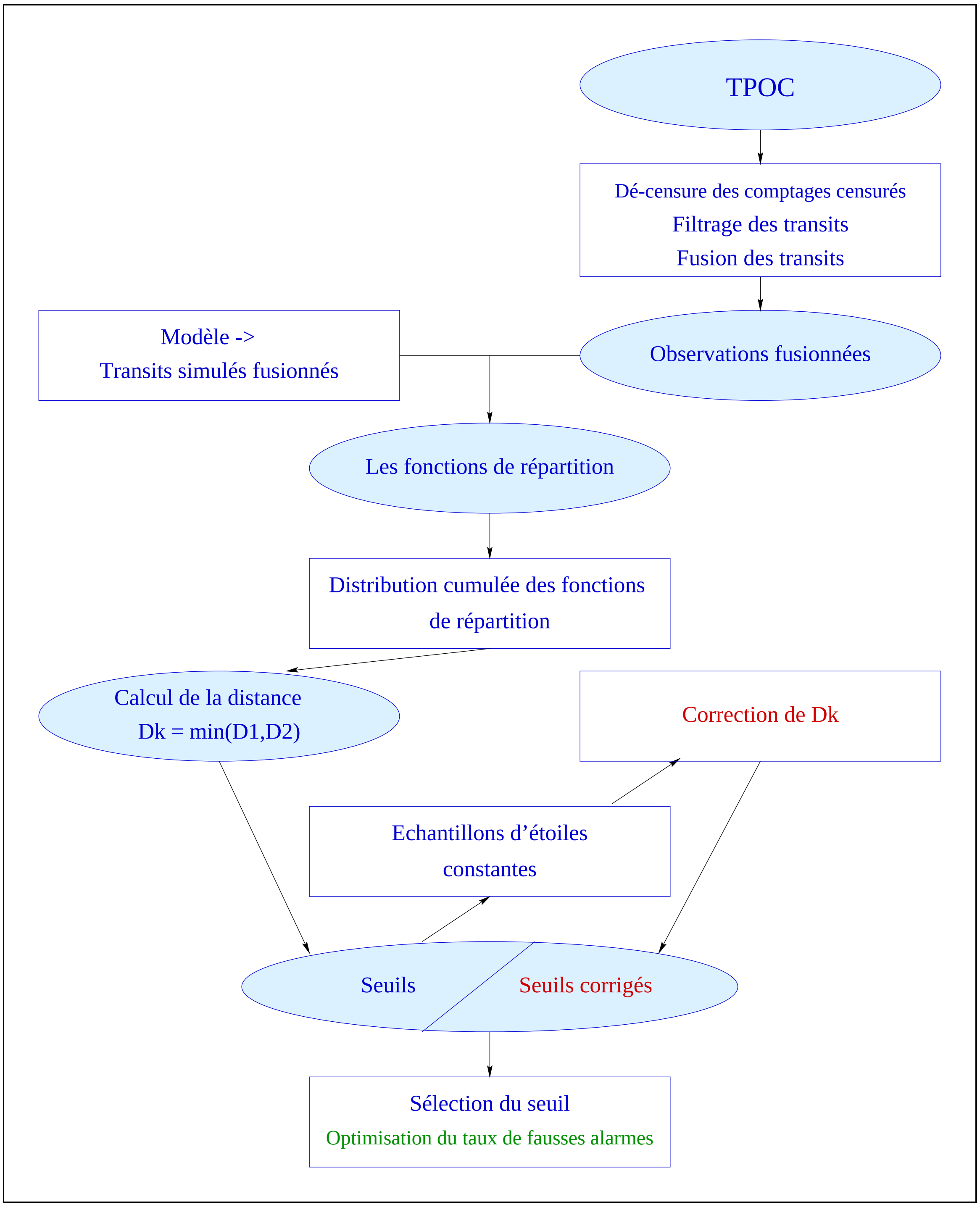


Fig. 6.6 : *Description schématique de la démarche de correction. En rouge nous avons les étapes de correction de la distance D_K, qui donnent un seuil corrigé et en vert la procédure d'optimisation de la proportion de fausses alarmes qui décide d'un seuil dépendant de la magnitude pour sélectionner les étoiles.*

6.5.1 Contenu de l'échantillon de candidates variables

On obtient ainsi 1091 étoiles suspectées variables avec un taux de 20% de fausses alarmes. 954 candidates variables sont sélectionnées d'après leur seuil en T, dont 374 sont déjà connues par Hipparcos, le GCVS ou le NSV comme étant variables, et les 580 étoiles restantes contiennent 22 constantes Hipparcos, 39 étoiles que Hipparcos n'a pas détectées comme étant variables, et une étoile constante du Méridien 2000. On peut ajouter à cette liste une étoile pour laquelle Hipparcos a trouvé une amplitude inférieure à 0,06 magnitude. Cela nous conduit à 63 fausses alarmes vraisemblablement identifiées et il nous reste alors 558 étoiles à identifier dont environ 130 fausses candidates.
141 étoiles sont ajoutées sur la base de leur seuil en $(B_T - V_T)$ dont 4 sont communes aux deux échantillons. En mélangeant ces deux sélections, on obtient 1091 suspectées variables, dont 379 sont déjà connues par Hipparcos, le GCVS ou le NSV, 80 fausses candidates ont été identifiées, ce qui nous fait 634 suspectées nouvelles étoiles variables à identifier contenant environ 140 fausses candidates et 496 vraies nouvelles étoiles variables.

6.5.2 Comparaison avec la première recherche

Avant de passer à l'identification de ces étoiles, il était important de comparer les résultats que nous avons obtenus avec la première recherche d'étoiles variables qui avait été menée dans Tycho en 1997. La figure 6.7 montre la proportion d'étoiles notées “forte indication de variabilité” lors de la première recherche qui ont été retrouvées dans notre échantillon. Globalement, seulement 30% des étoiles qui se trouvent dans notre échantillon avaient déjà été sélectionnées en 1997, et plus on va vers les magnitudes faibles, plus cette proportion diminue. Ceci confirme que le flag de variabilité qui figure dans le catalogue Tycho a en fait été obtenu par une méthode trop sensible au bruit, le rendant peu fiable, tandis que notre recherche nous a permis une sélection plus robuste.

6.5.3 Comparaison avec l'échantillon de Hipparcos

Il n'est pas inutile de comparer l'efficacité de notre recherche avec l'échantillon d'étoiles variables d'amplitude supérieure à 0,06 magnitude fourni par Hipparcos. La figure 6.8 montre la distribution des étoiles détectées par Hipparcos et recensées dans le catalogue Tycho selon l'amplitude de variabilité.
Les étoiles dont l'amplitude est inférieure à 0,06 magnitude ne vont pas nous intéresser ici, par contre certaines étoiles variables d'amplitude supérieure à 0,06 magnitude, et surtout celles d'amplitude supérieure à 0,6 magnitude vont être détectables dans Tycho. On peut remarquer sur la figure 6.8 que la détection dans Hipparcos peut être considérée comme complète jusqu'à $T = 8$. Cette valeur est assez proche de la limite d'exhaustivité de Hipparcos, qui, en V, est de 7,3 dans le pire des cas (en fait elle peut atteindre $V = 9$ selon la lattitude galactique et le type spectral). En supposant que Hipparcos a détecté toutes les étoiles variables plus brillantes que $T = 8$, on peut estimer par extrapolation la proportion

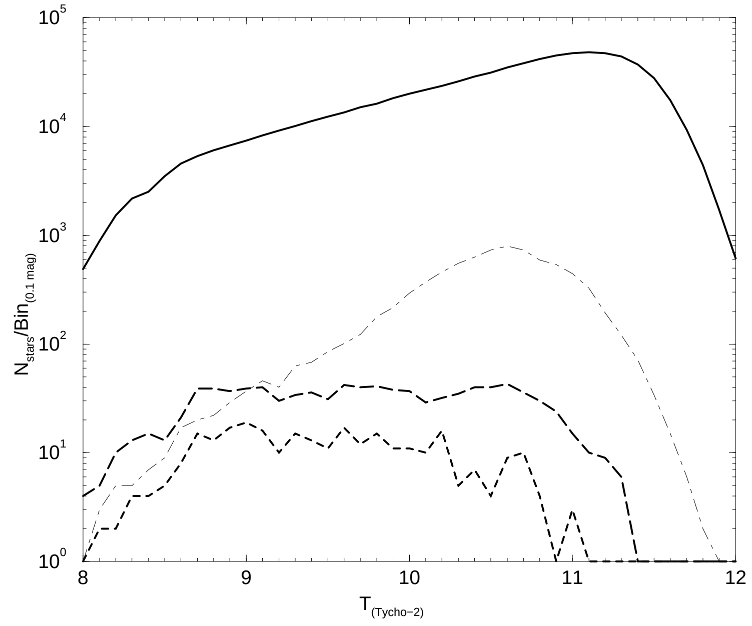


Fig. 6.7 : *Distribution des étoiles initialement notées variables retrouvées dans l'échantillon comparée à la totalité de ces étoiles. La distribution des étoiles notées "forte signature de variabilité" dans la totalité du catalogue Tycho est représentée en trait fin point-tiret. La distribution des étoiles suspectées variables de tout notre échantillon est représentée en tirets épais long et les tirets courts et gras notent les étoiles initialement soupçonnées de variabilité que l'on retrouve dans l'échantillon.*

d'étoiles variables existant dans Tycho plus faibles que $T = 8$. Parallèlement, on regarde dans notre échantillon la distribution des étoiles Hipparcos de grande amplitude qu'on y a retrouvées et on la compare au nombre total de ces étoiles qu'il y avait à trouver. On a ainsi une estimation du nombre de ces étoiles variables que l'on a manquées (Figure 6.9).

On peut ainsi estimer qu'il y a $\sim$ 23 700 étoiles variables plus brillantes que $T = 11$ dans Tycho dont l'amplitude de variabilité doit être supérieure à 0,06 mag. On peut remarquer que ce chiffre est assez proche de Mauder & Høg (1987). De ces $\sim$ 23 700 variables, 5 330 sont connues de Hipparcos, et notre recherche en amène 634 nouvelles, soit une augmentation de 2,6% du nombre d'étoiles variables connues dans le voisinage solaire. Il faut noter que s'il reste quelques $\sim$ 17 800 étoiles plus brillantes que $T = 11$ non encore découvertes dans Tycho, il faudra des observations complémentaires pour les détecter et les identifier.

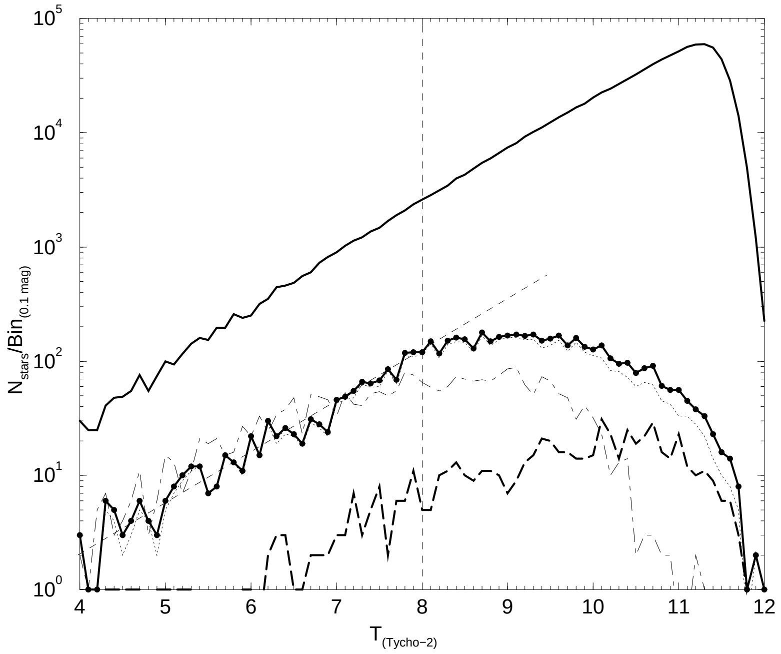


Fig. 6.8 : *Distribution des étoiles variables connues dans Hipparcos. La distribution des étoiles de Tycho sur lesquelles a porté la recherche est représentée en trait épais et continu. La distribution en trait discontinu et fin représente les étoiles variables de Hipparcos dont l'amplitude est* $< 0{,}06$ *magnitude. La distribution en pointillés représente celles dont l'amplitude est comprise entre* 0,06 *et* 0,6 *magnitude. La distribution en trait gras reliant des petits cercles représente les étoiles variables dont l'amplitude est* $< 0{,}6$ *magnitude. Enfin la distribution en tirets gras montre les étoiles variables d'amplitude* $> 0{,}6$ *magnitude. A ces distributions s'ajoutent une droite en tirets qui représente l'extrapolation de la pente de la distribution des étoiles variables dont l'amplitude est* $< 0{,}6$ *magnitude, et la droite verticale figurant la valeur* $T = 8$ *pour laquelle il est raisonnable de dire que la distribution décroche de la complétude.*

6.5.4 Identification croisée avec d'autres catalogues

Nous avons recherché dans d'autres catalogues d'étoiles variables si nos étoiles y figuraient. Pojmański (1998) a présenté une liste d'étoiles variables détectées dans le cadre du projet du « All Sky Automated Survey », mais aucune n'est commune avec notre échantillon. Ceci vient majoritairement du fait que la plupart des champs présentés se trouvent dans les zones manquantes[1] du catalogue des époques photométriques de Tycho. De même, il n'y a aucune étoile commune avec la liste préliminaire de ROTSE, dont les étoiles sont

[1] Le programme s'est préoccupé en premier lieu des régions des nuages de Magellan pour des raisons évidentes de calibrations qui sont les seules actuellement publiées. Or, en se reportant sur la figure 3.1, on voit que les nuages de Magellan se trouvent précisément dans les zones manquantes du catalogue des époques photométriques de Tycho.

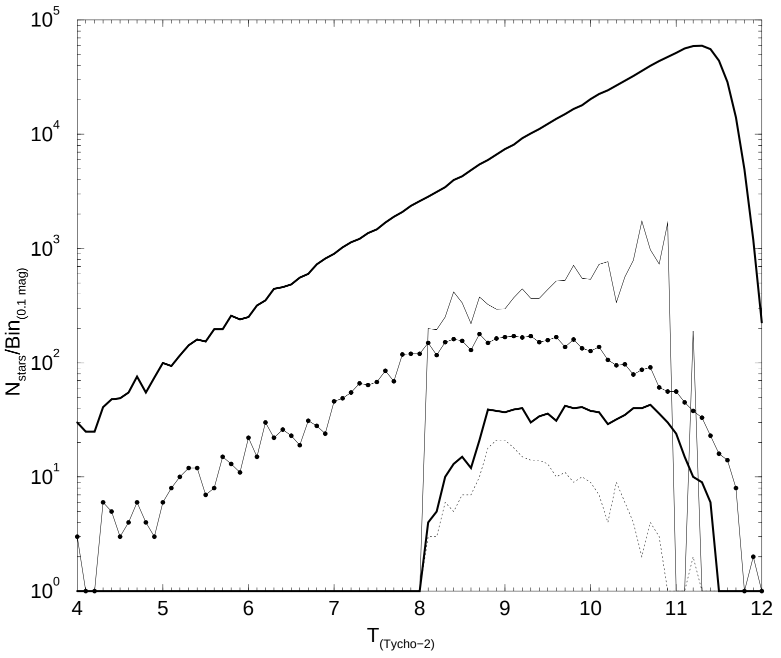


Fig. 6.9 : *Distribution estimée des étoiles variables dans Tycho. On peut voir en trait épais et continu, la même distribution que sur la figure 6.8. En trait continu gras reliant des petits cercles, nous avons la distribution des étoiles variables de Hipparcos d'amplitude* $< 0{,}6$ *magnitude. En trait continu et gras est représentée la distribution de notre échantillon de suspectées variables et en pointillés les étoiles variables de Hipparcos d'amplitude* $< 0{,}6$ *que l'on retrouve dans notre échantillon. La distribution en trait fin et continu représente la distribution estimée des étoiles variables dans Tycho d'amplitude* $< 0{,}6$ *magnitude, en incluant celles que l'on a manqué, déduite de la proportion d'étoiles de Hipparcos retrouvées dans notre échantillon.*

globalement trop faibles pour Tycho.

Deux de nos étoiles ont déjà été mentionnées dans la liste de Woitas (1997), corrigée par Kazarovets (1999), et deux autres sont dans la liste publiée pendant la réduction de Tycho par Makarov et al. (1994). Le nouveau Catalogue des étoiles δ Scuti publié par Rodríguez et al. (2000) contient cinq étoiles communes avec notre échantillon, et le relevé de l'Observatoire de Behlen (Schmidt & Seth, 1996) en mentionne une autre. Enfin Koen & Schumann (1999) ont mis en évidence 70 nouvelles étoiles variables dans les annexes photométriques de Tycho, mais 19 d'entre elles portent l'indicateur “X” pour astrométrie douteuse dans le catalogue Tycho, ces étoiles ont été rejetées dès le début dans notre recherche ; 10 étaient plus brillantes que la région à laquelle nous nous sommes restreint en magnitude ; 11 se trouvent dans les zones manquantes et parmi les 30 étoiles restantes, seulement quatre présentent des signes significatifs de variabilité avec notre approche.

Tab. 6.2 : *Etoiles communes avec d'autres catalogues*

Tycho id.			*other id.*		*Source*
2724	1872	1	*RZ*	*Peg*	*Behlen*
2549	677	1	2549	677	*Makarov*
1466	869	1	1466	869	*Makarov*
3038	566	1	*DU*	*Boo*	*Kazarovets*
1073	1391	1	20 15 53.6	+7 40 13.3	*Kazarovets*(*J*2000)
5495	421	1	5495	421	*Koen*
7079	334	1	7079	334	*Koen*
7850	1060	1	7850	1060	*Koen*
8442	1011	1	8442	1011	*Koen*
3600	2	1	*V*1719	*Cyg*	*Rodriguez*
3425	1038	1	*BE*	*Lyn*	*Rodriguez*
5926	1034	1	*RY*	*Lep*	*Rodriguez*
6638	779	1	*KZ*	*Hya*	*Rodriguez*
8428	217	1	*RS*	*Gru*	*Rodriguez*

6.6 Conclusion de la première partie

Nous avons vu comment en utilisant les observations obtenues par le programme Tycho du satellite Hipparcos, nous avons construit une méthode robuste de détection des étoiles variables dans la partie faible du catalogue. La distribution statistique des observations ne suivant pas une loi Gaussienne, justement parce que nous nous trouvions en limite de détection de l'instrument, les tests statistiques standards ne s'appliquaient pas. Comme il fallait employer un test statistique ne nécessitant pas la normalité et pouvant être appliqué sur des nombres relativement petits, nous nous sommes tourné vers la statistique de Kolmogorov-Smirnov. Partant d'une description méticuleuse du processus d'acquisition de l'instrument, nous avons construit un modèle nous permettant de déterminer la fonction de répartition associée à chaque observation, et ceci même lorsqu'il y avait de la censure dans un des canaux. Le comportement des étoiles constantes et des étoiles variables de types différents nous a conduit à redéfinir le mode de calcul de la distance de Kolmogorov afin de mettre en évidence la variabilité. En contrôlant l'efficacité de notre test, il est apparu que le modèle était imparfait et une correction a posteriori a été appliquée sur les valeurs de cette distance de Kolmogorov. Cela nous a permis de sélectionner nos 1091 candidates étoiles variables, en prenant garde d'avoir un taux constant de 20 % de fausses candidates dans l'échantillon.
Nous allons maintenant aborder la suite de ce travail, qui consiste à déterminer, parmi les étoiles sélectionnées, celles qui sont périodiques (**chapitre 7**) et à identifier les types de variabilité auxquels elles appartiennent (**chapitre 8**).

Deuxième partie

Exploitation de l'échantillon

Chapitre 7

Méthodes de détermination de périodes

Dans la **première partie**, nous avons exposé comment l'échantillon d'étoiles suspectées variables a été sélectionné. Nous allons maintenant voir comment nous avons procédé pour déterminer si, parmi ces candidates variables, se trouvaient des étoiles variables périodiques. Regardons tout d'abord comment se pose le problème de la recherche de périodes dans les données Tycho. Pour chaque étoile suspectée variable, nous disposons d'une collection d'observations obtenues à des époques irrégulièrement réparties dans le temps et durant un intervalle de temps limité. Ceci va restreindre l'intervalle de périodes dans lequel on pourra raisonnablement espérer trouver des périodes fiables. De plus, on rencontre dans ces observations, des censures de magnitude, comme on l'a vu au **chapitre 2**, ainsi que des observations à faible rapport signal-sur-bruit. Il faudra donc choisir des méthodes de recherche de périodes adaptées au traitement de ce genre d'observations, et rester vigilant vis-à-vis de la qualité des périodes obtenues. Enfin, on s'attend à trouver un large éventail de formes de courbes de lumières, et en particulier, des formes qui s'éloignent d'un signal sinusoïdal. Il en va ainsi des RR Lyræ dont la courbe est très dissymétrique, ou des binaires à éclipses de type Algol. Cela va nous obliger à faire un usage combiné de plusieurs méthodes de recherche de périodes, car toutes les méthodes existantes ont des sensibilités différentes selon la forme de la courbe de lumière (Heck et al., 1985; Andronov & Chinarova, 1997), et en particulier en cas de multi-périodicité.
Pour pouvoir être en mesure de dire si un signal périodique se trouve dans une collection d'observations, il faut choisir des méthodes de recherche de périodes qui soient :

1. capables de détecter toutes sortes de formes de courbe de lumière,
2. robustes même à faible rapport signal-sur-bruit,
3. faiblement sensibles aux valeurs aberrantes.

Puis il faut choisir l'intervalle de période (ou de fréquence) dans lequel se fera la recherche, ainsi que le pas de résolution en période (ou en fréquence) permettant de trouver la bonne période.

Pour commencer, voyons comment les observations ont été préparées afin de rendre la recherche de période la plus efficace possible. Ensuite nous discuterons des différentes méthodes existantes en matière de détermination de périodes, puis de leur adéquation dans le cadre de la recherche de périodes sur des données de faible rapport signal-sur-bruit, comme celles de Tycho. Enfin nous présenterons les choix effectués ainsi que les résultats de la recherche obtenus avec des étoiles variables connues de Hipparcos.

7.1 Préparation des observations

Pour les 1091 étoiles candidates variables, les époques photométriques ont été sélectionnées comme au **chapitre 3**. Ce qui signifie que les transits sélectionnés sont les mêmes et que les censures de magnitudes sont remplacées par les moyennes de dé-censure de la même manière que lors de la détection, afin de permettre la fusion des transits et de reconstruire la bande T même lorsqu'une censure s'est produite. Cependant, au lieu de regrouper les mesures par paquet de quatre sur un intervalle de 20 minutes comme on l'a fait pour la détection, ils sont cette fois regroupés par traversée du repéreur d'étoiles, soit sur un maximum de deux transits. La raison de ce choix est qu'on voulait utiliser le maximum d'observations sans pour autant risquer d'écraser la courbe de lumière des étoiles de périodes courtes ($<$ 0,5 jours). En effet, pour une étoile de type RR Lyræ par exemple, une des caractéristiques de la courbe de lumière est son aspect disymétrique et sa phase ascendante, dont la durée peut être de moins d'une heure. De même, une binaire à éclipses de type Algol est caractérisée par le phénomène d'éclipse, dont les phases de descente et de remontée de l'éclat se produisent sur des intervalles de temps très courts. Dans le cas des observations de Tycho, nous avons des échantillonnages irrégulièrement espacés, ce qui réduit les chances d'avoir observé les étoiles à courtes périodes pendant la phase ascendante (pour les RR Lyræ) et/ou descendante (pour les Algol) de leur courbe de lumière. Dans ces conditions, le fait de réduire quatre mesures pouvant se trouver pendant ces phenomènes rapides en une seule mesure, revenait à prendre le risque de perdre de l'information. Si aucune autre mesure n'a été obtenue aux instants du maximum ou du minimum de luminosité, seul un nombre suffisant de mesures durant ces phases ascendantes ou descendantes permet de contraindre au mieux les formes de ces courbes de lumière. Il est donc important de ne pas moyenner les mesures venant des deux fenêtres d'observation consécutives.

7.1.1 Prise en compte des censures de détection

Pour l'étape de la détection, nous avions mis de côté les censures de détection. Pour la recherche de périodes, nous avons conservé les *vraies* censures de détection. On entend par vraies censures de détection les PGC dans lesquels un signal a été enregistré loin de la position prédite de l'étoile, tandis que l'étoile elle-même n'a pas été détectée. Ce procédé revient à rejeter les PGC perdus (cf. chapitre 2) et à garder une partie des *vraies* censures de détection. La magnitude supposée de ces vraies censures est alors mise à une valeur par défaut. Dans le TPOC, la valeur par défaut de ces censures était de 32 mag. Les méthodes de recherche de période ont besoin de valeur pour ces observations. S'agissant d'étoiles variables, une espérance mathématique basée sur la moyenne n'aurait pas de sens. Pour que ces *vraies* censures de détection puissent être prises en compte pour la recherche de période, nous avons préféré leur donner une valeur par défaut qui demeure au-delà de la limite de détection de l'instrument, mais qui soit une valeur accessible aux méthodes de recherche de périodes. Elles sont donc mises à 15,0 mag., et l'erreur sur ces pseudo-magnitudes est volontairement grande : $\sigma = 15{,}0$. Comme on ne calcule pas de moyenne de dé-censure pour ces observations, elles ne sont pas fusionnées avec les magnitudes effectivement mesurées. Leur rôle dans la recherche de période sera très limité, car elles n'apportent aucune contrainte. Mais pour les cas où une partie de la courbe de lumière se trouve en-deçà de la limite de détection, elles permettront d'accepter des solutions où ces censures combleront un trou dans la courbe de lumière en en donnant une limite supérieure, solutions qui auraient été rejetées s'il n'y avait eu qu'un grand vide. Ce sera le cas pour plusieurs Miræ en particulier.

7.1.2 Calcul de l'incertitude des transits fusionnés

Pour les mesures fusionnées, on détermine l'incertitude de la nouvelle mesure à partir de la somme des comptages de bruit de fond et de la somme des comptages venant de l'étoile obtenus durant l'intervalle de temps considéré. Reprenant Halbwachs (1997), nous avons :

$$\sigma_{B_i} = 2.5 \times \log \left(1.0 + \frac{\sqrt{(n^\star_{B_{total}}/6.7 + back_{B_{total}})}}{(n^\star_{B_{total}}/6.7)} \right)$$

$$\sigma_{V_i} = 2.5 \times \log \left(1.0 + \frac{\sqrt{(n^\star_{V_{total}}/6.7 + back_{V_{total}})}}{(n^\star_{V_{total}}/6.7)} \right).$$

7.2 Les méthodes de recherche de périodes

Les méthodes de recherche de périodes se divisent en deux grands groupes. Le premier groupe est constitué de méthodes non-paramétriques. Elles consistent à utiliser une statistique représentant la dispersion des données dans un diagramme de phase et à chercher la période pour laquelle cette statistique est extrêmale. Le second groupe est constitué de méthodes paramétriques, où il s'agit cette fois de trouver la période qui donne le meilleur ajustement d'une fonction donnée à la courbe de lumière.

Tout au long de ce chapitre, nous considérons que nous avons N mesures de magnitudes

$(m_i,\ i=1,\ N)$ observées à des époques t_i. Pour chaque période P choisie, les époques des observations peuvent être converties en phases par la relation :

$$\phi_i = \left(\frac{t_i - t_1}{P}\right) - int\left(\frac{t_i - t_1}{P}\right), \text{ où } int \equiv \text{partie entière},$$

en prenant la première époque d'observation de l'étoile pour origine t_1.

7.2.1 Méthodes non-paramétriques

On peut scinder les méthodes non-paramétriques en deux catégories. La première catégorie concerne les statistiques reposant sur le calcul d'une « longueur » caractéristique, et nous allons voir qu'il y a différentes manières de définir cette longueur. La seconde est inspirée de l'Analyse de la Variance[1] où l'estimateur de la dispersion est cette fois la variance résiduelle des mesures par rapport à une courbe de lumière moyenne.

Minimisation d'une longueur caractéristique

Ce type de méthodes regroupe les statistiques basées sur le calcul d'une longueur caractérisant la dispersion de la courbe de lumière dans le diagramme en phase pour un certain nombre de périodes test données, et sur la recherche de la période qui minimise cette longueur. Nous présentons ici un certain nombre de variantes de cette philosophie, dans l'ordre chronologique.

La méthode de Lafler & Kinman. Le principe de la méthode de Lafler & Kinman (1965) consiste à dire que pour une période suffisamment proche de la vraie période, la somme des différences de magnitude entre les observations successives dans le diagramme de phase, élevées au carré, doit être minimum. Cette longueur s'écrit donc :

$$\theta_{LK} = \sum_{i=1}^{N} \left(m(\phi_i) - m(\phi_{i+1})\right)^2 \tag{7.1}$$

où $m(\phi_i)$ est la magnitude mesurée à la phase i. La bonne période sera donc celle pour laquelle les observations successives en phase seront les plus près les unes des autres, et donc celle pour laquelle cette distance sera minimale. Cette distance est ensuite comparée à la variance totale des observations, qui est indépendante de la période :

$$\sigma^2 = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^{N} (m_i - \overline{m})^2 \tag{7.2}$$

[1] L'analyse de la Variance est communément abrégée AOV pour « Analyse of Variance », ou encore ANOVA que l'on rencontre dans certains logiciels de statistique.

avec $\overline{m}$ la moyenne quadratique des magnitudes. Le rapport :

$$\Theta_{LK} = \frac{\theta_{LK}}{N\sigma^2} \tag{7.3}$$

fournit alors un estimateur quantitatif de la validité de la courbe de lumière (ou de la période) obtenue.

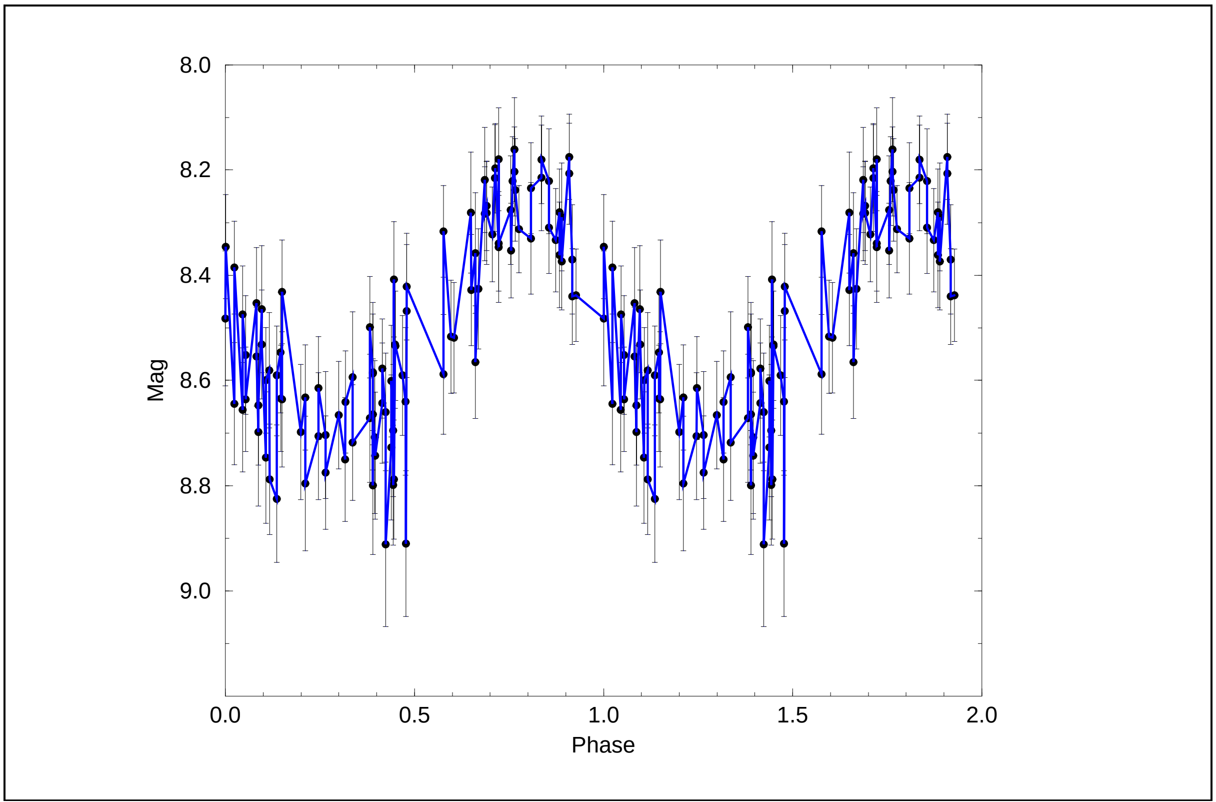


Fig. 7.1 : *Exemple ce détermination de la longueur caratéristique. Les segments correspondant aux écarts entre les magnitudes successives dans le diagramme de phase sont superposés à la courbe de lumière d'une étoile variable, mise en phase avec sa vraie période.*

Avantages/inconvénients. Pour espérer trouver la vraie période, il faut balayer tout l'intervalle des périodes possibles, avec un pas suffisamment petit pour passer au plus près de la vraie. Donc plus on augmentera la résolution, plus il y aura de périodes à tester. Or pour chaque période à tester, il faut re-trier les observations. Il faut ensuite trier les Θ_{LK} obtenus pour déterminer les plus courts. Tous ces tris successifs rendent la méthode lourde en temps de calcul. On peut noter qu'à l'époque, en 1964, Lafler et Kinman avaient éprouvé le besoin d'appliquer leur méthode en plusieurs étapes et en ne sélectionnant qu'un sous-échantillon des observations concentré en temps. Aujourd'hui cette restriction ne se justifie plus et la totalité de l'information peut être utilisée sans trop de problèmes (sauf bien entendu s'il y a un siècle ou plus d'observations, pour des raisons que l'on verra à la section 7.3)

La statistique ainsi décrite ne peut être appliquée que sur des mesures homoscédastiques[1], puisque l'erreur sur les mesures n'est pas prise en compte. Lafler & Kinman (1965) ont mis en évidence la dépendance entre l'amplitude de variation de l'étoile, le nombre d'observations nécessaires, et l'efficacité de leur test, ainsi que le fait que plus les incertitudes sur les mesures individuelles sont grandes (à partir de 0,2× l'amplitude) moins Θ_{LK} est significatif. Enfin, Sachs (1986) montra que si N est grand, la variable aléatoire $\sqrt{N}(1-\frac{\Theta_{LK}}{2})$ suit une loi normale $\mathcal{N}(0,1)$.

Des techniques reposant sur une philosophie identique à celle de Lafler & Kinman ont été présentées par Burke et al. (1970), Hube & Walker (1976) et par Dworetsky (1983). La première remplace la somme des carrés par la longueur totale formée par la ligne brisée joignant les mesures successives dans le diagramme de phase, la seconde remplace la somme des carrés par la valeur absolue, et la troisième reprend la première, mais en ajoutant un facteur de normalisation sur la magnitude, afin que le terme de magnitude et le terme de phase soient deux grandeurs sans dimension.

Les mesures de Tycho n'étant pas homoscédastiques, ces méthodes ne présentent pas un caractère optimal.

La méthode de Renson. La méthode présentée par Renson (1978) est une généralisation des cas précédents, en prenant en compte le fait que les mesures puissent ne pas être uniformément réparties dans le diagramme de phase, et que les mesures puissent présenter une certaine dispersion autour de la courbe de lumière. Il définit une statistique telle que :

$$\theta_{1_R} = \sum_{i=1}^{N} \left(m(\phi_i) - m(\phi_{i+1})\right)^2 / \{\phi_{i+1} - \phi_i + \nu + \epsilon\} \tag{7.4}$$

où ν rend compte du recouvrement du diagramme de phase, en valant 1 pour $i = N$ (et $i+1 = 1$ quand $i = N$) et 0 ailleurs, et ϵ rend compte de la dispersion autorisée des mesures à une phase donnée afin que le dénominateur du rapport ci-dessus ne fasse pas diverger la statistique quand plusieurs mesures se retrouvent à la même phase. ϵ est défini à l'aide de l'erreur moyenne sur les observations $\langle\sigma_i\rangle$:

$$\epsilon = \frac{\langle\sigma_i\rangle}{2(m_{max} - m_{min})}$$

[1]homoscédastiques : de mêmes variances

Ceci lui définit le critère Θ_{1_R} que l'on écrit comme :

$$\Theta_{1_R} = \frac{\theta_{1_R}}{\sum_{i=1}^{N} \left(m(\phi_i) - \overline{m}\right)^2} \tag{7.5}$$

qui est de la même famille que Θ_{LK}.
Renson a proposé un second critère θ_{2_R} que nous mentionnons pour l'historique :

$$\theta_{2_R} = \sum_{i}^{N} \frac{\left(m(\phi_i) - m(\phi_{i+1})\right)^2}{\{(\phi_{i+1} - \phi_i + \nu)^2 + \epsilon^2\}} \qquad \text{et} \qquad \Theta_{2_R} = \frac{\theta_{2_R}}{\sum_i^N \left(m(\phi_i) - \overline{m}\right)^2} \tag{7.6}$$

mais il a noté que Θ_{2_R} était moins efficace que Θ_{1_R}, car moins sensible et donnant des périodes moins bien définies, c'est à dire avec un minimum moins significatif et une plus grande incertitude sur la période.

Propriétés. Bien que la statistique de Θ_{1_R} soit moins bien définie que pour la méthode de Lafler & Kinman, Θ_{1_R} est plus appropriée à l'étude des variations lorsque l'amplitude de celles-ci est faible comparativement aux erreurs de mesures, car les erreurs sur les observations et la possibilité d'un intervalle vide dans le diagramme de phase sont pris en compte. De plus Θ_{1_R} est plus efficace que Θ_{LK} quand le nombre de mesures n'est pas très élevé. Parmi les méthodes reposant sur le calcul d'une longueur, nous avons donc préféré la méthode de Renson, car elle est la plus adaptée à l'échantillonnage irrégulier de Tycho et aux observations bruitées auxquelles nous allons être confronté.

Minimum de dispersion de phase ou AOV

Cette catégorie de méthodes de recherche de périodes a été initiée par Jurkevich (1971), rendue populaire par Stellingwerf (1978) et corrigée par Schwarzenberg-Czerny (1989, 1997, 1999). L'idée est qu'une fois la courbe de lumière mise en phase avec une période proche de la vraie période, la dispersion des mesures par rapport à la courbe de lumière moyenne dans le diagramme de phase doit être très inférieure à la dispersion standard des mesures. Il faut donc déterminer la variance des mesures autour de la courbe de lumière, ce qui est rendu aisé par le découpage du diagramme de phase en boîtes.
Soit P une période test, on calcule pour chaque observation m_i à un instant t_i la phase Φ_i qui y correspond. Puis, on répartit les magnitudes m_i dans les $(j = 1, M)$ boîtes que l'on s'est choisies, en utilisant le critère que tous les membres d'un échantillon j ont un Φ_i similaire.

Propriétés statistiques. Nous reprenons notre ensemble d'observations $(m_i, i = 1, N)$, associées à des instants t_i. Si on appelle s_0^2 l'estimateur de la variance des observations

m_i, s_0^2 s'écrit comme :

$$s_0^2 = \frac{1}{N-1}\sum_{i=1}^{N}(m_i - \overline{m})^2, \tag{7.7}$$

où $\overline{m}$ est la moyenne arithmétique (qui nous fait perdre un degré de liberté). Si maintenant on découpe le diagramme de phase en M boîtes, la variance dans chaque boîte s_j^2[1] est définie par :

$$s_j^2 = \frac{1}{n_j-1}\sum_{i=1}^{n_j}(m_{ij} - \overline{m_j})^2, \tag{7.8}$$

où n_j est le nombre de mesures dans la boîte j, et $\overline{m_j}$ est la moyenne des n_j mesures de la boîte. La moyenne des variances des boîtes par rapport aux moyennes de ces boîtes (ou variance résiduelle) s'écrit :

$$s_2^2 = \frac{1}{N-M}\sum_{j=1}^{M}\sum_{i=1}^{n_j}(m_{ij} - \overline{m_j})^2, \tag{7.9}$$

car l'estimation des moyennes par boîte nous fait perdre M degrés de liberté. En utilisant le fait que $N = \sum_{j=1}^{M} n_j$ (Stellingwerf a présenté sa méthode dans un cas général où la répartition des boîtes pouvait ne pas être continue, mais dans la pratique, on s'arrange pour que toutes les observations soient utilisées), s_2^2 peut s'écrire :

$$\begin{aligned} s_2^2 &= \frac{1}{\sum_j n_j - M}\sum_j\sum_i(m_{ij} - \overline{m_j})^2 && (7.10\text{a}) \\ &= \frac{1}{\sum_j n_j - M}\sum_j \frac{n_j-1}{n_j-1}\sum_i(m_{ij} - \overline{m_j})^2, && (7.10\text{b}) \end{aligned}$$

qui nous donne en remplaçant l'une des sommes par l'éq. 7.8 :

$$s_2^2 = \frac{\sum_j (n_j-1)s_j^2}{\sum_j n_j - M}. \tag{7.11}$$

[1] L'indice j se rapporte à la boîte j, et les indices 0, 1, et 2 des notations s_0^2, s_1^2 et s_2^2 ne sont pas des valeurs particulières de j.

Enfin la variance des moyennes des boîtes par rapport à la moyenne totale (ou variance due au facteur explicatif qui dans notre cas est la période testée) s'écrit :

$$s_1^2 = \frac{1}{M-1} \sum_{j=1}^{M} n_j (\overline{m_j} - \overline{m})^2. \tag{7.12}$$

Les relations ci-dessus vérifient l'égalité, qui est à la base de l'AOV :

$$(N-1)\ s_0^2 = (M-1)\ s_1^2 + (N-M)\ s_2^2. \tag{7.13}$$

Nous avons alors trois rapports qui définissent trois statistiques :

$$\Theta_1 = \frac{s_1^2}{s_0^2}, \qquad \Theta_2 = \frac{s_2^2}{s_0^2}, \qquad \Theta_{AOV} = \frac{s_1^2}{s_2^2} = \left(\frac{\Theta_1}{\Theta_2}\right).$$

Si d'une part, P n'est pas la vraie période, alors $s_0^2 \sim s_2^2$ et $s_1^2 \sim 0$, $\Theta_1 \sim 0$, $\Theta_2 \sim 1$ et $\Theta_{AOV} \sim 0$, d'autre part, si P est la bonne période, s_1^2 atteint un maximum et s_2^2 atteint un minimum, donc Θ_1 et Θ_{AOV} deviennent maximum tandis que Θ_2 devient minimum, au mieux proche de 0. On obtient donc une représentation de type « périodogramme » des différentes statistiques en fonction des fréquences, où la vraie période apparaît comme un pic, ou une raie par analogie avec la spectroscopie.

Stellingwerf (1978) a défini sa statistique en utilisant Θ_2, mais il a supposé que Θ_2 suivait une loi de Fisher–Snédécor à $N-1$ et $N-M$ degrés de liberté. Schwarzenberg-Czerny (1989) a démontré que Θ_{AOV} suit bien une loi de Fisher-Snédécor à $M-1$ et $N-M$ degrés de liberté :

$$P(\Theta_{AOV} > f) = 1 - F(M-1, N-M; f),$$

car il s'agit du quotient de deux variables aléatoires indépendantes de type χ^2 ; mais il n'en va pas de même pour les statistiques Θ_1 et Θ_2 car s_1^2 et s_2^2 ne sont pas indépendantes de s_0^2. Il a précisé (1989) que multiplier Θ_2 par $\frac{1}{2N}$ le rapprochait d'une loi de Fisher–Snédécor. Il a ensuite démontré (Schwarzenberg-Czerny, 1997, 1999) que les statistiques $\frac{M-1}{N-1}\Theta_1$ et $\frac{N-M}{N-1}\Theta_2$ suivent des lois β à $\frac{N-M}{2}$ et $\frac{M-1}{2}$ degrés de liberté de par les relations, déduites de l'éq. 7.13 :

$$\frac{M-1}{N-1}\Theta_1 = \frac{M-1}{(M-1)+(N-M)\times\Theta_{AOV}}$$
$$\frac{N-M}{N-1}\Theta_2 = \frac{N-M}{(N-M)+(M-1)\times\Theta_{AOV}},$$

et parce que la loi de Fisher–Snédécor est reliée à la loi β par :

$$1 - F(M-1, N-M; \Theta_{AOV}) = \beta\left(\frac{N-M}{2}, \frac{M-1}{2}; \frac{N-M}{(N-M)+(M-1)\times\Theta_{AOV}}\right).$$

Pour le calcul de la loi β, nous avons utilisé les sous-programmes de Press et al. (1992).

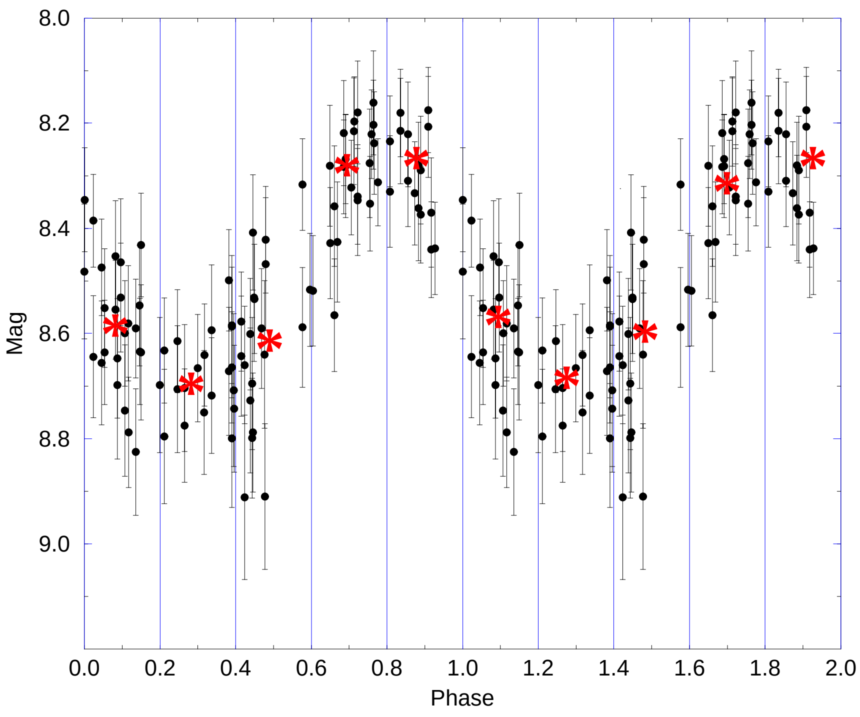


Fig. 7.2 : *Exemple d'application du minimum de dispersion de phase. Le diagramme de phase est découpé en 10 boîtes, les astérisques déterminent la position des moyennes des observations par boîtes, moyennes autour desquelles seront ensuite déterminées les variances par boîtes.*

Découpage des boîtes. L'intervalle complet de phase $[0, 1]$ peut être divisé en boîtes de largeurs quelconques, du moment que tous les membres d'un même échantillon, donc d'une même boîte, ont bien un Φ_i similaire. Selon la définition des boîtes que l'on aura adoptée, toutes les observations ne seront alors pas nécessairement sélectionnées si les boîtes ne sont pas juxtaposées, ou au contraire certaines pourront appartenir à plusieurs échantillons si les boîtes se recouvrent. La courbe de lumière moyenne est alors définie à l'aide des valeurs moyennes des magnitudes dans chacune de ces boîtes, donnant ainsi l'allure de cette courbe de lumière en fonction de Φ. La variance des magnitudes autour des valeurs moyennes de chaque boîte donne une mesure de la dispersion autour de cette courbe de lumière moyenne dans la boîte. Le choix du nombre et de la taille de ces boîtes va donc définir le degré de résolution, ou de lissage, que l'on va accorder à la courbe de lumière moyenne.

Bien que la taille des échantillons individuels puissent être choisie de n'importe quelle manière, il est préférable de définir une structure d'intervalles égaux. Nous divisons l'intervalle unité en N_b boîtes de longueur $\frac{1}{N_b}$. Afin d'assurer la continuité entre ces N_b boîtes ainsi qu'aux bords du diagramme de phase, nous prenons N_c recouvrements de ces N_b boîtes, c'est à dire N_c décalages de l'origine. Nous avons alors une série de N_b boîtes

démarrant à la phase 0, puis (N_c-1) séries de N_b boîtes dont l'origine se trouve à chaque fois décalée de la phase $\frac{1}{N_b N_c}$ de la série précédente.
On obtient alors $M = N_b N_c$ boîtes, chacune de longueur $\frac{1}{N_b}$, et dont les milieux sont espacés uniformément d'un intervalle $\frac{1}{N_b N_c}$. On aura ainsi déterminé N_c variances des séries de N_b boîtes, et chaque mesure va tomber dans exactement N_c boîtes. On parle alors d'un découpage selon une structure (N_b, N_c).

Avantages/inconvénients. Mathématiquement, cette méthode est équivalente à un ajustement par les moindres carrés, mais plutôt qu'un ajustement à une courbe donnée (en coefficients de Fourier par exemple), l'ajustement est relatif à la *courbe moyenne*, définie par la moyenne dans chaque intervalle. On obtient simultanément la meilleure courbe de lumière au sens des moindres carrés et la meilleure période. L'augmentation du nombre de recouvrements permet de trouver la bonne période dans le cas de binaires à éclipses de type EA ainsi que dans le cas d'un petit nombre d'observations et de petits rapports signal-sur-bruit.
La minimisation de dispersion de phase est une méthode de type "Fouriergramme" d'ordre infini, puisque toutes les harmoniques sont incluses dans la fonction ajustée. La technique des séries de Fourier (un ajustement par moindre carré à une série tronquée avec des amplitudes et phases variables) nécessite souvent des contraintes additionnelles et même des ordres plus élevés pour les variations non-sinusoïdales, ce qui augmente le nombre de paramètres à ajuster. La minimisation de dispersion de phase est donc adaptée à l'étude de signaux qui ne sont pas nécessairement sinusoïdaux. Les propriétés statistiques de la méthode ont été développées par Schwarzenberg-Czerny (1999).
Il faut noter cependant que cette méthode va chercher une période « évidente » dans le diagramme de phase, et que cela la conduit souvent à préférer la demi-période dans le cas des binaires à éclipses de type EW. Il sera donc nécessaire de vérifier si les multiples de la période donnée par cette méthode correspondent à une courbe de lumière acceptable.

Modifications de la méthode. La méthode décrite ci-dessus a été modifiée afin de prendre en compte les mesures censurées dans les observations. En effet, en utilisant la méthode telle quelle, la présence de censures de détection conduisait à un comportement aberrant des résultats. Le minimum de dispersion de phase était en effet obtenu quand toutes les censures de détection se trouvaient à la même phase, ces censures de détection ayant alors le même poids que les autres observations. Cela peut avoir un sens pour une binaire à éclipses, mais certainement pas pour une étoile variable de type Mira. Pour rappel, une Mira a une période relativement longue et une grande amplitude, parfois de plusieurs magnitudes. Dans les données photométriques de Tycho, elle est donc souvent observée pendant la portion de sa courbe de lumière qui se trouve assez brillante pour être détectable, et elle est censurée sur le reste de son diagramme de phase, reste qui peut concerner la moitié de celui-ci. Il faut donc pondérer les observations par leurs erreurs, l'incertitude sur une censure de détection étant volontairement importante, ce qui permet d'accorder moins de poids à ces censures. Le poids normalisé sur chaque observation est donc :

$$w_i = \frac{\frac{N}{\sigma_i^2}}{N} \text{ avec } \sum_{i=1}^{N} w_i = N$$

La moyenne des observations devient trivialement :

$$\overline{m} = \frac{\sum_{i=1}^{N} w_i m_i}{N}$$

s_0^2 devient alors :

$$s_0^2 = \frac{1}{N-1}\left(\sum_{i=1}^{N} w_i m_i^2 - \sum_{i=1}^{N} w_i \overline{m}^2\right)$$

La moyenne des observations dans une boîte devient :

$$\overline{m_j} = \frac{\sum_{i=1}^{n_j} w_{ij} m_{ij}}{\sum_{i=1}^{n_j} w_{ij}}$$

s_j^2 s'écrit alors :

$$s_j^2 = \frac{1}{n_j - 1} \sum_{i=1}^{n_j} w_{ij}(m_{ij} - \overline{m_j})^2$$

$$s_j^2 = \frac{1}{n_j - 1}\left(\sum_{i=1}^{n_j} w_{ij} m_{ij}^2 - \sum_{i=1}^{n_j} w_{ij} \overline{m_j}^2\right)$$

et s_2^2 prend la forme :

$$s_2^2 = \frac{1}{N-M}\left(\sum_{j=1}^{M}\sum_{i=1}^{n_j} w_{ij} m_{ij}^2 - \sum_{j=1}^{M}\sum_{i=1}^{n_j} w_{ij} \overline{m_j}^2\right).$$

On est alors en mesure de calculer les valeurs de Θ_2 en fonction des périodes testées, ce qui a été fait en utilisant systématiquement les magnitudes T, et selon l'indice de couleur de l'étoile sur le canal B_T ou V_T.

7.2.2 Méthodes paramétriques

Par méthodes paramétriques, on entend toute méthode consistant en un ajustement d'une fonction particulière à la courbe de lumière. La première grande famille de méthode de recherche de période qui entre dans cette catégorie est celle qui découle des techniques d'analyse de Fourier.

Analyse de Fourier, Périodogramme et analyse harmonique

Les méthodes d'analyse de Fourier ont pour ingrédient de base la théorie de la transformée de Fourier. Pour une revue à ce propos, le lecteur pourra se reporter à Deeming (1975), ainsi qu'à Scargle (1982), par exemple.
On définit la transformée de Fourier complexe F d'une fonction f par :

$$F(\nu) = \int_{-\infty}^{+\infty} f(t)\, e^{i2\pi\nu t} dt$$

et la transformée de Fourier inverse :

$$f(t) = \int_{-\infty}^{+\infty} F(\nu)\, e^{-i2\pi\nu t} dt.$$

Ces formules sont valables dans le cas d'un échantillonnage régulier et infini. En astronomie, on rencontre plutôt des observations échantillonnées irrégulièrement et durant des intervalles de temps finis : $[-\frac{T}{2}, \frac{T}{2}]$. La transformée de Fourier finie s'écrit alors :

$$F_T(\nu) = \int_{-\frac{T}{2}}^{+\frac{T}{2}} f(t)\, e^{i2\pi\nu t} dt,$$

et comme l'échantillonnage est une discrètisation du signal, on écrit la transformée de Fourier discrète :

$$F_D(\nu) = \sum_{j=1}^{N} f(t_j)\, e^{i2\pi\nu t_j}.$$

Ces deux représentations n'ont pas la même dimension, elles diffèrent d'un facteur multiplicatif Δt qui intervient dans l'intégration. On peut cependant relier la transformée de Fourier discrète à la transformée de Fourier du signal par le fait que la première est égale à la seconde convoluée par la fenêtre d'échantillonnage. On note $\otimes$ le produit de convolution :

$$F_D(\nu) = F(\nu) \otimes \delta_D(\nu) = \int_{-\infty}^{+\infty} F(\nu - \nu\prime)\delta_D(\nu')d\nu\prime$$

où $\delta_D(\nu)$ est la fenêtre spectrale et s'écrit : $\delta_D(\nu) = \sum_{j=1}^{N} e^{i2\pi\nu t_j}$. On peut noter que dans

ces expressions il n'y a aucune restriction quant à la nature de l'échantillonnage.
On peut alors définir deux grandeurs, la *puissance* $P_D(\nu)$:

$$P_D(\nu) = \frac{\|F_D(\nu)\|^2}{N^2}$$

qu'on appelle aussi périodogramme, à ne pas confondre avec le spectre de puissance de la transformée de Fourier (Deeming, 1975), et la *fenêtre spectrale* $W_D(\nu)$, qui contient toutes les caractéristiques de l'échantillonnage :

$$W_D(\nu) = \frac{\|\delta_D(\nu)\|^2}{N^2}.$$

Si la fonction f contient un signal périodique, le périodogramme présentera un pic à la fréquence correspondante.

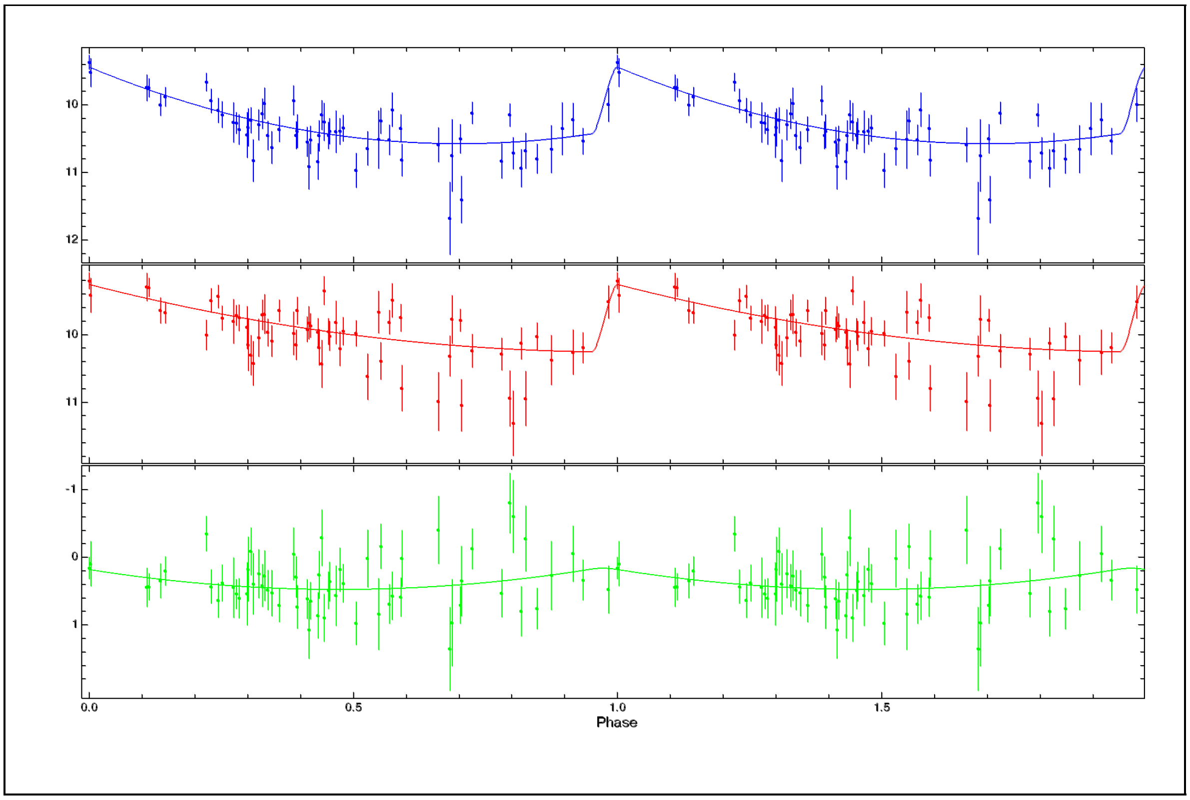


Fig. 7.3 : *Courbes de lumière en B_T, V_T et $B_T - V_T$ de l'étoile HIP 56734 = SU Dra. L'ajustement du RR-catcher y est superposé avec une branche ascendante abrupte.*

Avantages/inconvénients. L'avantage de ce type de méthodes est que l'on peut déterminer la fenêtre d'échantillonnage des observations. Cependant, le périodogramme $P_D(\nu)$ est très bruité, même pour des observations qui le sont faiblement. De plus le bruit dans

le périodogramme croît avec le nombre d'observations, car le nombre de fréquences disponibles augmente en proportion.
Pour remédier à cela, Scargle (1982) a proposé de lisser le périodogramme afin de lui donner un comportement statistique plus simple. Mais cela rendait le périodogramme équivalent à un ajustement de fonctions harmoniques à la courbe de lumière par moindres carrés (analyse harmonique). On peut écrire cela comme :

$$f(t_j) = a \cos 2\pi\nu(t_j - t_1) + b \sin \pi\nu(t_j - t_1)$$

et pour chaque valeur de ν, les inconnues a et b sont estimées par la méthode des moindres carrés : on cherche ν_0 pour laquelle $\sum_{i=1}^{N}(m_i - \overline{m})^2$ est minimal.
Ces méthodes sont relativement rapides en temps de calcul et elles sont bien adaptées à la multi-périodicité. Mais quand les données sont à faibles rapport signal sur bruit, elles ne sont optimales que pour des signaux sinusoïdaux ou quasi-sinusoïdaux, car pour les signaux plus compliqués le nombre d'ordres de la série de Fourier doit être plus important et l'ajustement se fait moins bien.
Nous avons testé ces méthodes sur quelques étoiles variables connues dans le catalogue Hipparcos. Les petits rapport signal-sur-bruit des observations Tycho ne permettent pas au périodogramme classique de fournir la bonne période. Quant au périodogramme lissé, il ne permet pas d'effectuer une recherche sur toutes les formes possibles de courbes de lumière. Ces méthodes n'ont donc pas été appliquées sur les observations de Tycho.

RR et EA–catcher

Il s'agit là de deux méthodes développées par Ivan L. Andronov, et qui consistent à ajuster des masques prédéfinis sur la courbe de lumière issue de la période testée. En collaboration avec Ivan L. Andronov, ces méthodes n'ont été appliquées que partiellement sur l'échantillon, et sur les canaux B_T et V_T séparément ainsi que sur $B_T - V_T$, mais pas sur la bande T comme pour les autres méthodes.

RR–catcher. Le « piège à RR » a été conçu afin de trouver les périodes des étoiles dont la courbe de lumière est constituée d'une ondulation dissymétrique, comme les RR Lyræ ou les Céphéides. On définit un masque à cinq paramètres : la branche descendante est représentée par une parabole, et la branche ascendante par un polynôme de degré trois. La courbe résultante doit être continue et dérivable.

EA–catcher. Le « piège à EA » a été conçu spécifiquement pour les binaires à éclipses. Le masque est cette fois constitué de deux minima de même durée, de profondeur inconnue et décalés d'une demi-phase, et d'un continu en dehors des minima. Ce masque peut aussi mettre en évidence des courbes de lumière quasi-sinusoïdales dans la mesure où la longueur des continus peut être petite et où on n'impose pas le signe de la profondeur des minimas.

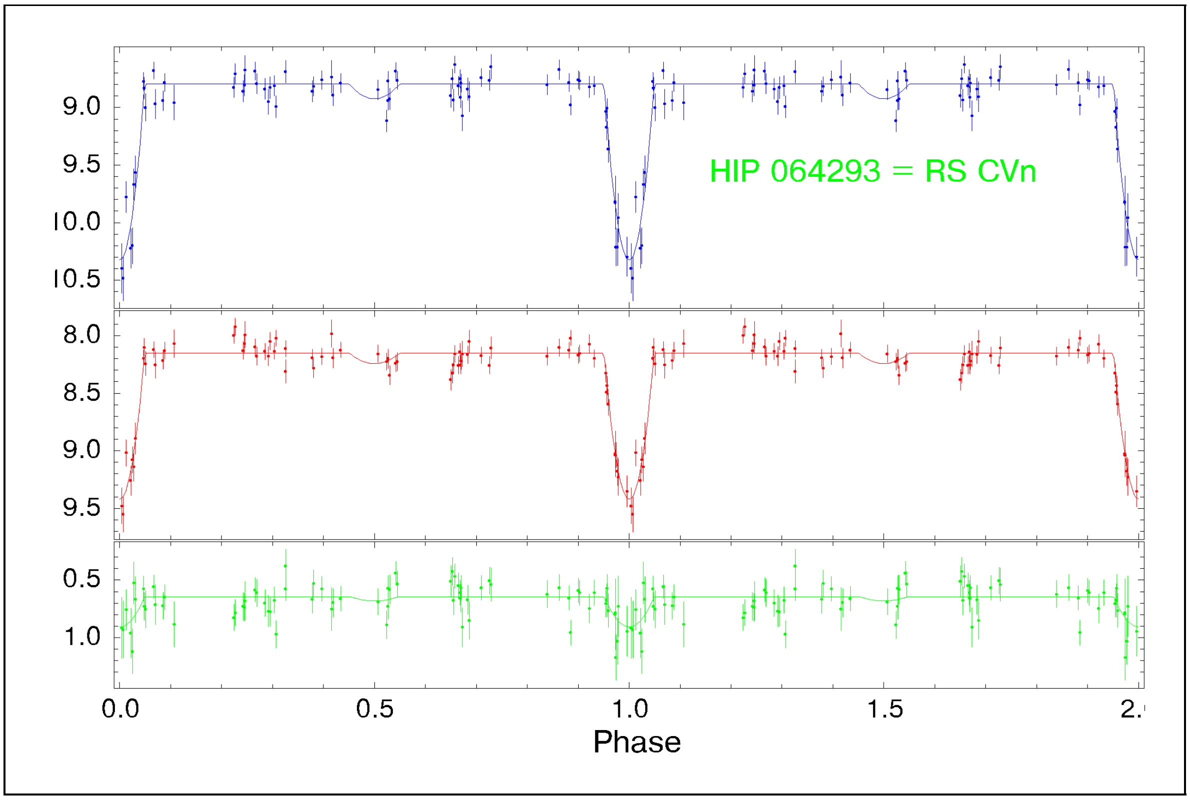


Fig. 7.4 : *Courbes de lumière en B_T, V_T et $B_T - V_T$ de l'étoile HIP 064293 = RS CVn. l'ajustement de la courbe de lumière du EA–catcher y est superposé. Pour cette étoile, la vraie période n'a cependant pas été trouvée par cette méthode.*

Avantages/inconvénients. L'avantage de ces deux méthodes est qu'elles permettent d'obtenir à la fois la meilleure période et un *a priori* sur la forme de la courbe de lumière qui y correspond. Mais pour les courbes de lumières trop particulières, elles ne donnent pas toujours le meilleur résultat.

7.3 L'échantillonnage temporel

Dans les données photométriques de Tycho, les époques sont données en jours Juliens ramenées au barycentre du système solaire, elles sont notées BJD$-$2 440 000. La précision des époques est de 10^{-5} jour, ce qui fait $\sim$ 0,9 seconde. Les observations vont de 7 856 à 9 062 BJD, soit 1206 jours.

7.3.1 Particularités de l'échantillonnage : la loi de balayage

L'échantillonnage temporel de Tycho est irrégulier, car il dépend étroitement de la loi de balayage du satellite. Nous avons déjà parlé de cette loi de balayage au **chapitre 2**, mais nous allons revenir ici sur ce qui est propre à l'échantillonnage temporel. Le satellite tourne sur lui-même à la vitesse de 168,75″/seconde, et il est équipé de deux fenêtres distantes de 58 ° . De plus, il précesse en 56 jours sur un cône dont l'axe passe par le soleil et dont l'ouverture fait 43 ° . Ceci entraîne qu'une étoile passera sur la deuxième fenêtre 20 minutes après être passée sur la première, et y repassera 128 minutes plus tard, et ceci sur seulement 3 à 4 tours de suite, du fait de la précession. Enfin, le satellite repointera dans ce champ après un intervalle de temps variable de 1 à quelques mois, ce qui fait que toutes les zones du ciel n'ont pas été couvertes de la même façon. En effet, si la direction d'une étoile est perpendiculaire à un plan tangent au cône de précession du satellite, on dit qu'elle se trouve sur un **nœud de précession**, elle sera plus longtemps dans l'axe des fenêtres d'observation et présentera donc un grand nombre d'observations groupées sur un intervalle de temps assez court, mais cela ne s'est produit que pour un petit nombre d'étoiles.
En terme d'intervalles de temps, nous aurons donc, pour un échantillonnage typique, un groupe de 16 mesures (2 fenêtres $\times$ 2 systèmes de fentes $\times$ 4 tours) réparties sur 8h30 environ, puis de nouveau 16 mesures un mois plus tard, puis 6 mois plus tard, etc... Enfin, pour chaque paquet de 16 mesures et suivant la hauteur de passage de l'étoile sur les systèmes de fentes lors de la traversée du repéreur d'étoiles, l'intervalle temporel entre deux systèmes de fentes peut aller de 1 seconde à $\sim$ 7 secondes, et l'écart entre les deux fenêtres d'observation du satellite est parcouru en 20 minutes.
Etant donné que pour la recherche de périodes, nous avons moyenné les observations par traversée du repéreur, nous ne pouvons pas détecter des variations temporelles de cet ordre. Par contre nous avons conservé les intervalles de temps de 20 minutes, nous devrions théoriquement être en mesure de détecter des variations allant de 40 minutes (d'après le théorème de Shannon) à 1200 jours environ, soit la durée totale de la mission.

7.3.2 Fréquence de Nyquist

Lorsqu'on veut faire une recherche de période avec un échantillonnage particulier, il est intéressant de savoir jusqu'à quelle fréquence il est raisonnable d'effectuer la recherche. Dans le cas d'un échantillonnage régulier, la théorie de l'échantillonnage est contenue dans l'énoncé du théorème de Shannon (Stearns & Hush, 1990) :

Théorème de Shannon. *Les échantillons d'un signal représentent toute l'information qui est contenue dans le signal si la fréquence d'échantillonnage est strictement supérieure à deux fois la fréquence maximale contenue dans le signal.*

Les conséquences de ce théorème sont illustrées sur la figure 7.5. Le cas particulier que l'on peut y voir illustre le fait que la fréquence d'échantillonnage doit être *strictement* supérieure à deux fois la plus haute fréquence contenue dans le signal. Réciproquement, la

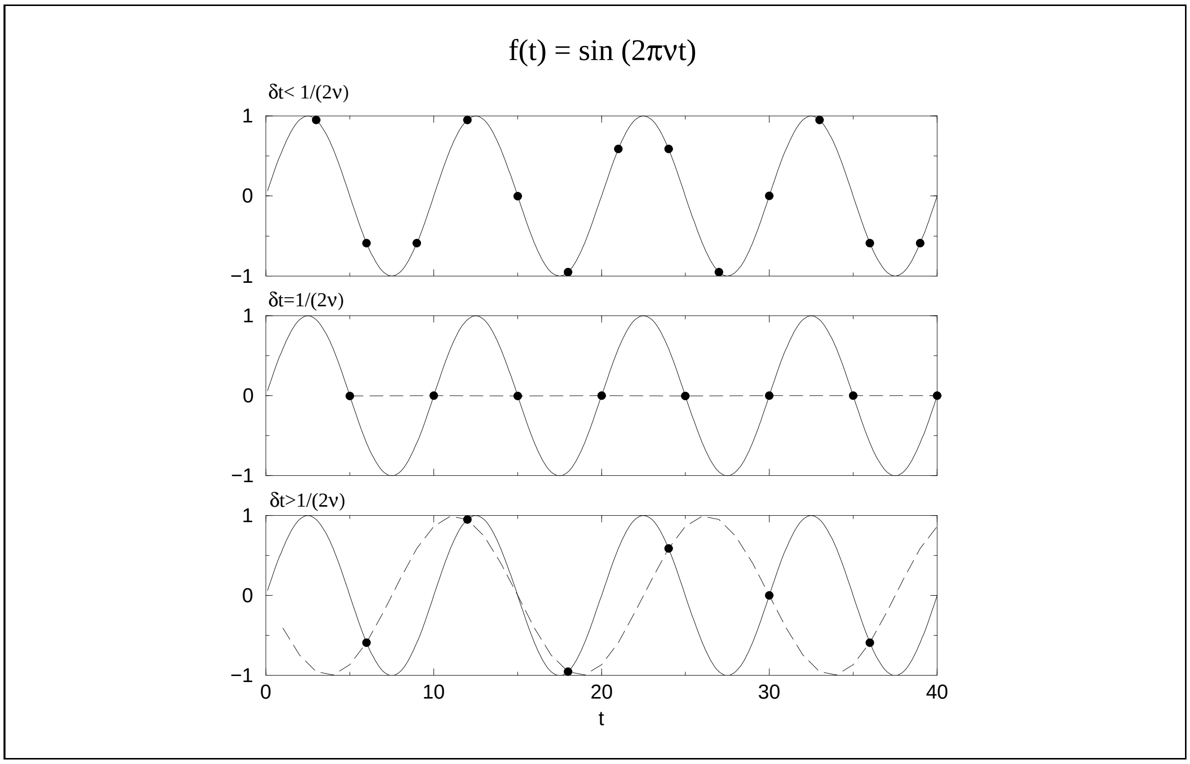


Fig. 7.5 : *Illustration du théorème de Shannon. Nous disposons d'un signal sinusoïdal sur lequel sont représentés trois types d'échantillonnage. Le schéma du haut montre un échantillonnage respectant le théorème de Shannon, le pas d'échantillonnage δt est inférieur à $1/(2\nu)$. Le schéma du milieu est le cas particulier où la fréquence d'échantillonnage est égale à deux fois la fréquence maximale contenue dans le signal et où on ne pourra reconstruire le signal. L'échantillonnage du schéma du bas ne respecte pas le théorème de Shannon, et le signal reconstitué sera alors l'alias représenté en tirets.*

plus haute fréquence à laquelle on accède, qui est appellée la fréquence de Nyquist, vaut : $\nu_{Ny} = 1/2\delta t$ où δt est le pas de l'échantillonnage.
Lorsque l'échantillonnage est irrégulier, la fréquence de Nyquist devient $\nu_{Ny} = 1/2p$ (Eyer & Bartholdi, 1999), où p est le plus grand diviseur commun des $(t_i - t_1)$, et dans bien des cas p est inférieur au plus petit intervalle de temps présent dans l'échantillon.
On en déduit donc que la fréquence de Nyquist, dans les observations de Tycho, doit être souvent au-delà de $\nu = 36$ cycles/jour $= 1/40$ minutes^{-1}.

7.3.3 Fenêtre d'observation

On a vu que la fenêtre spectrale contient toutes les pathologies de l'échantillonnage. Nous allons discuter en détail le périodogramme d'une étoile observée par le programme Tycho (TYC 2-1641-1) et dont Hipparcos a montré qu'elle est restée constante sur la durée de la mission. Il s'agit d'une étoile brillante : $V_T = 7.553$, ce qui explique que le périodogramme soit relativement lisible. La première forme que l'on remarque sur la figure 7.6 consiste en

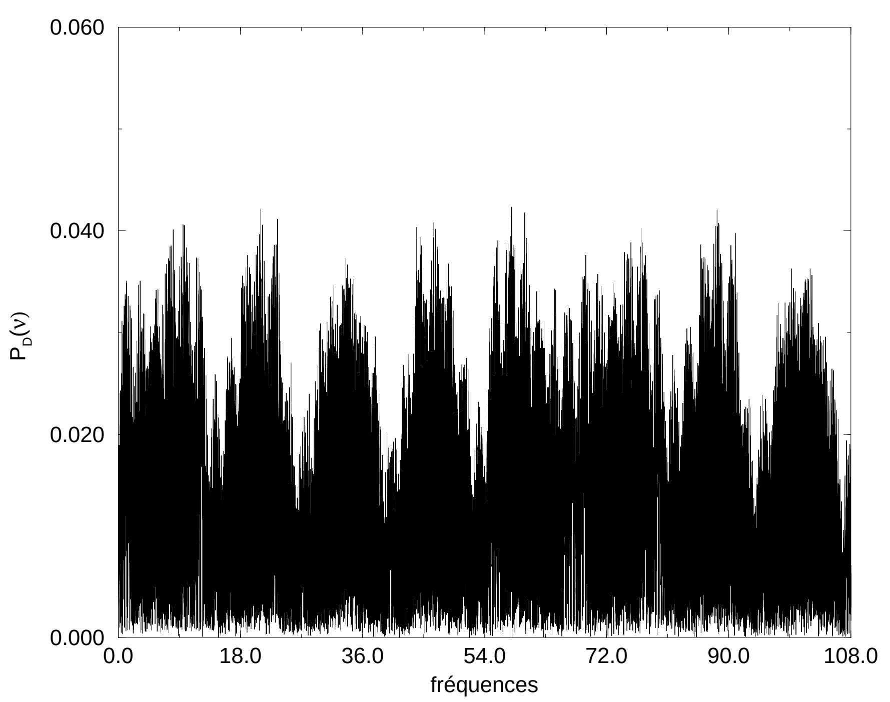


Fig. 7.6 : *Exemple de fenêtre spectrale d'une étoile constante Hipparcos, TYC 2-1641-1. Les fréquences sont en jours.*

des battements dont la fréquence caractéristique vaut $\nu = 11{,}26$ jour^{-1}. Il s'agit des 128 minutes de la période de rotation du satellite. On peut voir ensuite une autre fréquence de battement $\nu = 1{,}20$ jour^{-1}, qui correspond à une fréquence de l'échantillonnage temporel particulière à cette étoile. En effectuant un zoom sur les fréquences entre 0 et 1, on voit encore deux autres fréquences, une de 4,44 jours qui est encore propre à l'échantillonnage, et une qui correspond à $\nu = 1/T$, où T est la durée totale d'observation pour cette étoile. L'axe des abcisses a été volontairement mis à une échelle mettant en évidence la fréquence $\nu = 36$ jour^{-1}, et on peut remarquer que le périodogramme est symétrique par rapport à une fréquence qui est proche cette valeur, et qui est la vraie fréquence de Nyquist pour cette étoile.

7.3.4 Choix des fréquences à balayer

Maintenant que nous avons une idée des caractéristiques de l'échantillonnage, nous allons nous intéresser spécifiquement aux choix des fréquences à balayer.

Plages de fréquences La plage maximum des périodes sur laquelle nous allons travailler s'étend de 40 minutes à ~ 1200 jours. Pour les périodes plus longues, nous n'aurons pas la courbe de lumière complète. Si maintenant on considère les périodes inférieures à

2 heures, on s'aperçoit que les étoiles variables qui présentent des périodes aussi courtes présentent aussi des amplitudes de variabilité qui sont inférieures au centième de magnitude. Or les erreurs sur les observations de Tycho sont plutôt de l'ordre de 0,1 magnitude en T à $T = 9{,}5$ et de 0,4 à $T = 11$ (Figure 7.7). Il est évident qu'on ne pourra pas trouver la période de telles étoiles, il n'est donc pas nécessaire de chercher des périodes inférieures à 2 heures. On peut encore affiner le choix de la plage des fréquences en tenant

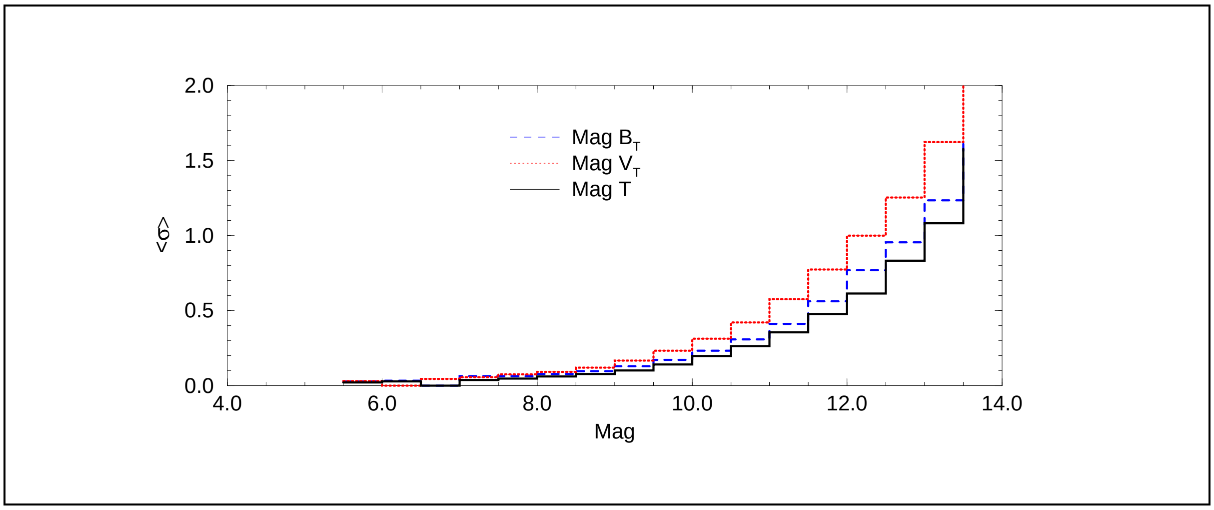


Fig. 7.7 : *Comportement des erreurs sur les observations dans chacune des bandes photométriques en fonction de la magnitude. On a représenté ici la valeur moyenne de l'incertitude pour chacune des bandes photométriques en utilisant toutes les observations qui ne contenaient pas de censure de magnitudes.*

compte du fait que les variables à longues périodes sont plutôt rouges, et les variables à courtes périodes plutôt bleues (nous reviendrons en détail sur ces affirmations au prochain chapitre). Nous avons donc balayé les fréquences avec les contraintes du tableau 7.1.

Indice de couleur	Plage de fréquences
$(B-V)_J < -0{,}1$	1h30 à 1 jour
$-0{,}1 < (B-V)_J < 0{,}5$	1h30 à 400 jours
$0{,}5 < (B-V)_J < 1{,}1$	2h à τ
$(B-V)_J > 1{,}1$	1 jour à τ

Tab. 7.1 : *Sélection des plages de fréquences en fonction de l'indice de couleur de l'étoile. τ correspond à la durée totale d'observation de l'étoile considérée.*

Choix du pas en fréquence Soit τ l'intervalle de temps qui sépare la première mesure de la dernière et soit P la période qu'on veut tester. A cette période correspond un diagramme de phase et la position de la dernière mesure dans ce diagramme est telle que :

$$\tau = t_N - t_1 = nP + \phi_N$$

où n est le nombre (entier) de cycles qui sépare t_1 de $t_N - \phi_N$, et ϕ_N est la phase de la dernière observation pour la période P testée. Lorsqu'on change la période testée d'une quantité ΔP, la position de la dernière observation dans le diagramme en phase subira un décalage proportionnel à ΔP. Si la base de temps τ est grande (comme c'est de cas dans Tycho où elle peut atteindre 1200 jours) et que $\Delta T >> P$, il faut que ΔP soit suffisamment petit pour que ce décalage ne soit pas trop important. Il faut donc choisir le pas en période en fonction de la période testée et de la base de temps considérée, de manière à ce que le décalage en phase $\Delta\phi$ de la mesure la plus extrême soit fixé :

$$\Delta\phi = \frac{\tau/2}{P} - \frac{\tau/2}{P+\Delta P} \sim \frac{\tau\Delta P}{2P^2}$$

$$\Delta P = \frac{2\Delta\phi P^2}{\tau}$$

qui correspond à un pas en fréquence de : $\Delta\nu = \frac{2\Delta\phi}{\tau}$. On peut ainsi définir le nombre de périodes à tester :

$$N = \frac{\tau}{2\Delta\phi} \times (P_{min}^{-1} - P_{max}^{-1})$$

En règle générale, on prend $\Delta\phi = 0{,}01$ (Renson, 1978) et on prend P_{min} et P_{max} dans le tableau 7.1. L'équation ci-dessus illustre la remarque que nous avions faite à propos de la méthode de Lafler & Kinman. En effet, le nombre de périodes à tester croît comme $\tau \times (P_{min}^{-1} - P_{max}^{-1})$, on voit donc que plus τ est grand, et il peut parfois atteindre le demi-siècle, plus le pas en fréquence doit être petit, et le nombre de périodes à tester devient alors énorme.

7.4 La stratégie de recherche de périodes adoptée

Nous avons adopté deux approches séparément dont nous avons ensuite comparé les résultats. La première approche consistait à appliquer les méthodes de Renson et le minimum de dispersion de phase sur B_T, V_T et T, puis à conserver les 6 meilleures périodes pour chacune d'elles, et à comparer ensuite ces périodes obtenues avec un ajustement d'une série de Fourier dont l'ordre était cette fois choisi en fonction de la période à tester. Les périodes inférieures à 50 jours étaient ajustées avec une série de Fourier d'ordre 3 :

$$\begin{aligned} s(t) = a_0 \; & + a_1 cos(2\pi\frac{t}{P}) + a_2 sin(2\pi\frac{t}{P}) + a_3 cos(4\pi\frac{t}{P}) + a_4 sin(4\pi\frac{t}{P}) \qquad (7.14) \\ & + a_5 cos(6\pi\frac{t}{P}) + a_6 sin(6\pi\frac{t}{P}), \qquad (7.15) \end{aligned}$$

et les autres avec une série de Fourier d'ordre 2 :

$$s(t) = a_0 + a_1 cos(2\pi\frac{t}{P}) + a_2 sin(2\pi\frac{t}{P}) + a_3 cos(4\pi\frac{t}{P}) + a_4 sin(4\pi\frac{t}{P}). \qquad (7.16)$$

Pour chaque période trouvée par les autres méthodes, décrites plus haut, on détermine le χ^2 de la courbe de lumière en prenant $\frac{P}{3}$, $\frac{P}{2}$, P, $2P$ et $3P$, et on garde la période ou le multiple qui minimise le χ^2. Ceci a permis dans certains cas de mettre en évidence que le double de la période trouvée est la meilleure période, souvent dans le cas de binaires semi-détachées mais aussi dans le cas de quelques Miræ dont il manquait la moitié du diagramme de phase. On obtient donc au final un jeu de 5 périodes candidates.
La seconde approche consistait à prendre un périodogramme en utilisant un polynôme trigonométrique d'ordre deux (TP2) sur les canaux B_T, V_T et $B_T - V_T$ en considérant que la période devait apparaître dans les deux couleurs, et à appliquer le EA–catcher sur les 125 meilleures fréquences, puis le RR–catcher sur les 20 meilleures. On obtenait ainsi trois périodes suspectées, qui ont ensuite été comparées.

7.5 Efficacité sur les variables Hipparcos connues

Pour vérifier l'efficacité des méthodes de recherche de périodes de la première approche, nous avons sélectionné, parmi notre échantillon, les étoiles variables périodiques connues soit par Hipparcos soit dans la littérature. Puis nous avons regardé si les périodes connues étaient retrouvées et par quelles méthodes. Nous avons donc pris les meilleures périodes pour les trois passages avec la méthode de Renson, celle donnée par l'AOV, et celle donnée par la recherche du meilleur χ^2. Pour chacune de ces périodes candidates, nous avons regardé la demi-période, la période et le double de celle-ci, que nous avons comparées à la vraie période, avec une tolérance de 10%. Les résultats sont présentés dans le tableau 7.2 en fonction du type de variabilité.
La première chose que l'on peut remarquer est que les méthodes ont plus de difficultés à trouver les périodes des étoiles qui ne sont pas exactement périodiques, comme les semi-régulières par exemple (SR, SRA, SRB, SRC, SRD et L, LB, I). En revanche, les Céphéides, quel que soit leur sous-type, sont très bien retrouvées, ainsi que les RR Lyræ et les SX Phœnicis. Pour les binaires à éclipses de type Algol, les périodes ne peuvent être retrouvées que si un nombre suffisant de points ont été obtenus durant l'éclipse, ce qui n'a pas été le cas pour l'unique étoile du type EA/GS dans le tableau 7.2. Pour les autres binaires à éclipses l'efficacité de nos méthodes est tout à fait satisfaisante. La seconde chose que l'on peut remarquer est que la méthode de Renson appliquée sur B_T (Prenson$_B$) donne des résultats médiocres. Le canal B_T de Tycho étant plus bruité, les périodes y sont moins significatives. Enfin, la méthode de l'AOV se montre efficace, et la recherche de P_{χ^2} s'est avérée utile dans un certain nombre de cas. Ce même travail n'a malheureusement pas pu être fait sur la seconde approche, car les algorithmes n'ont pas été appliqués sur les étoiles variables Hipparcos connues[1].

[1]Cette étape ne pouvait être effectuée que par I.L. Andronov, détenteur du logiciel, pour des soucis évident d'homogénéïté.

Type	N	PrensonB			Prenson$_V$			Prenson$_T$			P$_{AOV}$			P$_{\chi^2}$			retrouvees
×		1/2	1	2	1/2	1	2	1/2	1	2	1/2	1	2	1/2	1	2	au - 1 fois
ACV	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	100.0
ACYG	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0
BCEP	1	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0
CEP	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0
CEP(B)	2	0.0	0.0	0.0	0.0	50.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	50.0	0.0	0.0	50.0	0.0	100.0
CWA	2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	50.0	50.0	50.0	50.0	0.0	100.0
CWA :	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	100.0
CWB	2	0.0	50.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	50.0	0.0	0.0	100.0	0.0	100.0
DCEP	30	3.3	10.0	10.0	6.7	36.7	3.3	3.3	53.3	0.0	0.0	76.7	0.0	13.3	63.3	0.0	80.0
DCEP :	1	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	100.0
DCEPS	5	0.0	60.0	0.0	0.0	60.0	0.0	0.0	60.0	0.0	0.0	80.0	0.0	20.0	40.0	0.0	100.0
EA	6	0.0	16.7	16.7	0.0	16.7	0.0	0.0	16.7	16.7	0.0	0.0	33.3	0.0	16.7	16.7	50.0
EA/AR	1	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0
EA/GS	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
EA/SD	9	0.0	22.2	11.1	0.0	33.3	0.0	0.0	22.2	11.1	11.1	11.1	0.0	11.1	11.1	0.0	44.4
EA/SD :	2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
EB	19	0.0	5.3	36.8	5.3	26.3	31.6	0.0	31.6	47.4	0.0	5.3	89.5	0.0	42.1	52.6	100.0
EB/DM :	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
EB/DW	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
EB/GS	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	100.0
EB/KE	12	0.0	41.7	16.7	8.3	41.7	8.3	0.0	50.0	16.7	8.3	8.3	58.3	8.3	41.7	33.3	91.7
EB/KE :	3	0.0	33.3	33.3	0.0	33.3	33.3	0.0	66.7	33.3	0.0	0.0	100.0	0.0	33.3	33.3	100.0
EB/SD	1	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	100.0
ELL	2	0.0	0.0	0.0	50.0	0.0	0.0	0.0	50.0	0.0	0.0	0.0	50.0	0.0	50.0	0.0	50.0
EW	6	0.0	16.7	50.0	16.7	33.3	16.7	0.0	0.0	66.7	0.0	0.0	83.3	0.0	0.0	83.3	83.3
EW/DW :	2	0.0	0.0	0.0	50.0	0.0	0.0	50.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	50.0	50.0	100.0
EW/K	2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	50.0	0.0	0.0	0.0	50.0	50.0	0.0	50.0	50.0	100.0
EW/KE	5	0.0	0.0	60.0	0.0	20.0	20.0	0.0	0.0	80.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	100.0	100.0
EW/KW	8	0.0	0.0	75.0	0.0	0.0	50.0	0.0	12.5	75.0	0.0	0.0	100.0	0.0	12.5	87.5	100.0
I	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
L	8	0.0	0.0	0.0	25.0	0.0	0.0	12.5	0.0	0.0	25.0	12.5	0.0	25.0	0.0	0.0	37.5
LB :	2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
M	47	0.0	8.5	2.1	2.1	27.7	2.1	0.0	48.9	0.0	4.3	46.8	10.6	17.0	42.6	2.1	72.3
RRAB	12	16.7	25.0	8.3	8.3	16.7	0.0	0.0	50.0	0.0	8.3	50.0	41.7	0.0	50.0	41.7	100.0
RVB	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	100.0	0.0	100.0
SR	14	0.0	0.0	0.0	0.0	21.4	0.0	0.0	7.1	0.0	0.0	21.4	0.0	14.3	0.0	0.0	28.6
SR :	1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	0.0	0.0	0.0	100.0
SRA	16	6.2	0.0	0.0	6.2	25.0	0.0	0.0	31.2	0.0	6.2	43.8	0.0	6.2	31.2	0.0	62.5
SRB	39	2.6	5.1	0.0	2.6	7.7	5.1	2.6	12.8	2.6	5.1	33.3	5.1	15.4	12.8	7.7	46.2
SRC	6	0.0	0.0	0.0	0.0	16.7	0.0	0.0	16.7	0.0	16.7	16.7	0.0	0.0	16.7	0.0	33.3
SRD	8	0.0	0.0	0.0	0.0	12.5	0.0	0.0	12.5	0.0	12.5	25.0	0.0	12.5	0.0	0.0	37.5
SXPHE	3	33.3	66.7	0.0	0.0	66.7	0.0	33.3	66.7	0.0	33.3	66.7	0.0	0.0	66.7	0.0	100.0
connues	287	2.1	10.8	10.5	4.5	22.6	6.6	2.1	30.7	10.8	4.5	32.8	23.3	9.8	30.3	16.4	

Tab. 7.2 : *Efficacité des méthodes de recherche de périodes en fonction du type de variabilité. Chaque période candidate est multipliée par* 0,5*, 1, et 2, et la période résultante est comparée à la vraie. Dans les colonnes nous avons le pourcentage de périodes retrouvées dans chaque catégorie, et la dernière colonne donne le pourcentage de périodes retrouvées par au moins une des méthodes.*

7.6 Résultats de la recherche de périodes

Maintenant que nous avons vu que nos méthodes de recherche de périodes ont bien retrouvé les périodes des étoiles variables brillantes connues, voyons ce que cela donne d'un point de vue global sur les nouvelles candidates variables.

7.6.1 Résultats de la première approche

La méthode de l'AOV étant la plus efficace sur les étoiles périodiques connues (tableau 7.2) nous avons regardé la distribution des périodes trouvées sur les candidates nouvelles variables en fonction de la magnitude. En effet, la majorité des nouvelles candidates sont plus faibles que les étoiles connues et les effets du bruit augmentent avec la magnitude.

connues	P <5h	5h < P < 1j	1j < P < 10j	10j < P < 100j	P > 100j
V_J <8	0	0	0	0	1
8< V_J <9	0	52	54	36	26
9< V_J <10	0	12	30	24	30
10< V_J <11	1	4	7	5	5
V_J >11	0	0	0	0	0
nouvelles	P <5h	5h < P < 1j	1j< P < 10j	10j< P <100j	P > 100j
V_J <8	3	0	0	0	1
8< V_J <9	1	59	90	35	13
9< V_J <10	6	133	62	17	5
10< V_J <11	7	177	41	5	1
V_J >11	0	11	2	1	0

Tab. 7.3 : *Distribution des périodes trouvées en fonction de la magnitude. Les périodes utilisées sont celles de l'AOV. Le haut du tableau concerne les étoiles variables périodiques connues, et le bas du tableau recense les candidates nouvelles étoiles variables de la recherche.*

En comparant les deux parties du tableau 7.3, on constate que parmi les nouvelles étoiles qu'on apporte, on trouve une proportion raisonnable d'étoiles périodiques dont la période est plus longue que 1 jour. Par contre pour les périodes plus courtes que 1 jour, on a un excès d'étoiles de courtes périodes. Il peut s'agir en fait d'étoiles qui :

1. soit font partie des fausses candidates et ne sont pas variables,
2. soit sont variables mais sans être périodiques, ou sont variables mais avec des amplitudes trop petites pour que les algorithmes de recherche de période puisse donner un résultat satisfaisant.

Dans les deux cas, les méthodes de recherche de périodes donneront des périodes très différentes, et souvent liées à des fréquences d'échantillonnage. Or ces fréquences d'échantillonnage se situent justement en grande partie dans l'intervalle en périodes de 20 minutes à une journée. Il faudra donc être très vigilant avec les courtes périodes au moment de l'identification de ces étoiles.

7.6.2 Résultats de la seconde approche

La seconde approche n'a été appliquée que sur un échantillon préliminaire contenant 729 candidates variables (Piquard et al., 2000; Andronov et al., 2000) et légèrement différent de l'échantillon final, car il contenait moins d'étoiles brillantes et plus de fausses alarmes.

connues(AOV)	P <5h	5h < P < 1j	1j< P <10j	10j< P < 00j	P > 100j
$Vj < 8$	0	0	0	0	0
$8 < Vj < 9$	1	41	23	14	32
$9 < Vj < 10$	0	9	16	7	19
$10 < Vj < 11$	1	1	4	0	1
$Vj > 11$	0	0	0	0	0
nouvelles	P <5h	5h < P < 1j	1j< P <10j	10j< P < 00j	P > 100j
$Vj < 8$	0	0	0	0	0
$8 < Vj < 9$	0	49	43	13	18
$9 < Vj < 10$	0	78	30	3	10
$10 < Vj < 11$	0	169	29	5	1
$Vj > 11$	0	18	5	2	0

Tab. 7.4 : ***Distribution des périodes trouvées avec la seconde approche en fonction de la magnitude. Le haut du tableau a été construit avec les résultats de l'AOV pour léchantillon considéré et le bas du tableau avec la meilleure période issue de la seconde approche.***

On constate cependant que les mêmes remarques qu'à la section 7.6.1 s'appliquent à cette recherche, c'est à dire que la proportion d'étoiles ayant des périodes inférieures à une journée augmente avec la magnitude. Ceci signifie que, et on pouvait s'y attendre, plus l'étoile est faible, plus les mesures sont bruitées et donc plus il est difficile de détecter un signal périodique dans la courbe de lumière. Dans ce cas, les méthodes de recherche de période vont détecter les périodes de l'échantillonnage, ce qui explique en partie ces courtes périodes.

7.7 Conclusion

Il n'existe pas de méthode *miracle* susceptible de donner des résultats dans n'importe quelles conditions. Il est nécessaire de combiner plusieurs méthodes de recherche de périodes de sensibilités différentes afin d'espérer trouver la vraie période à l'aide d'au moins l'une d'entre elles. Les deux approches que nous avons exposées se sont révélées relativement efficaces et complémentaires. Nous avons donc plusieurs périodes candidates possibles pour chaque étoile et il va maintenant falloir identifier les étoiles effectivement périodiques et tenter de dire à quel type d'étoile variable elles appartiennent.

Chapitre 8

Identification des différents types d'étoiles variables

Dans ce chapitre, nous allons aborder le délicat problème de l'identification des étoiles variables à partir des courbes de lumières déduites des observations du programme Tycho. Pour pouvoir identifier une étoile variable, il faut trouver un jeu de paramètres indiquant qu'elle appartient à un type de variabilité plutôt qu'à un autre. Si on ne regarde que l'indice de couleur de l'étoile, l'amplitude de sa courbe de lumière et la valeur de sa période, il y a des zones du domaine en $B_T - V_T$ pour lesquelles il n'y aura aucun doute sur le type d'étoile variable. Ce sera le cas d'une étoile très rouge avec une période de quelques centaines de jours : soit l'amplitude est de plusieurs magnitudes et il s'agira d'une Mira, soit l'amplitude est plus petite et il faudra alors rechercher du côté des variables semi-régulières. Par contre, si l'étoile est de type spectral F avec une période d'une demi-journée, on aura plusieurs solutions sans qu'il soit possible de discriminer, par exemple, s'il s'agit d'une étoile pulsante (RR Lyræ, δ Scuti, ...) ou d'une binaire à éclipses. On se trouve alors face à une dégénérescence et pour faire la distinction entre ces différents types de variabilité, il va falloir mettre dans la balance d'autres paramètres, tels que la forme de la courbe de lumière, où la place exacte dans le diagramme HR. Celle-ci viendra de la classe de luminosité si elle est disponible, ou de paramètres cinématiques. Ceci va nécessiter d'avoir une idée assez précise des intervalles de valeurs que peuvent prendre ces paramètres pour chaque type de variablité existant.

Le fait que nous ayons du bruit dans les observations, et dans certains cas plusieurs périodes candidates, va dégénérer encore un peu plus le problème rendant l'identification parfois incertaine. Nous avons donc mis en place, à partir de ces jeux de paramètres, une procédure d'identification automatique de nos étoiles variables, s'apparentant à une méthode de type maximum de vraisemblance dont les résultats sont ensuite discutés.

8.1 Paramètres utilisables

Nous disposons d'un certain nombre de paramètres indépendants de notre méthode de recherche, qui sont :

- l'indice de couleur de l'étoile, qui nous est fourni par le catalogue Tycho–2 : $B_{T_2} - V_{T_2}$,
- le mouvement propre de l'étoile, μ, venant du catalogue Tycho–2,
- pour certaines étoiles, un type spectral est disponible dans SIMBAD[1], parfois accompagné d'une classe de luminosité,
- pour certaines étoiles variables déjà connues, une identification préliminaire est disponible dans SIMBAD, établie sur peu de mesures et pour laquelle on pourra, dans quelques cas, apporter des précisions.

Nous disposons ensuite des paramètres issus de notre recherche :

- un jeu de cinq périodes issues de la première approche (cf. **chapitre 7**), parfois toutes différentes, plus une sixième période venant de Hipparcos ou du GCVS si elle existe.
- pour certaines étoiles, un jeu de trois périodes supplémentaires venant de la seconde approche,
- les courbes de lumières correspondantes en T, B_T, et V_T nous permettent, par le biais d'un ajustement d'une série de Fourier d'ordre judicieusement choisi, de calculer des paramètres de forme : l'amplitude et la dissymétrie de la courbe.

8.2 Utilisation du mouvement propre réduit

Etant donné que nous ne disposions pas de parallaxes précises pour les étoiles du programme Tycho, nous nous sommes tourné vers l'utilisation des mouvements propres du catalogue Tycho–2. Ceux-ci combinent les positions de la deuxième réduction du programme et des époques antérieures touvées dans les archives. Ils sont donc de meilleure qualité que ceux du catalogue Tycho–1 (cf. Høg et al. (2000a,Tab. 2) et Fabricius & Großmann (1997,Tab. 16.1)). Pour la magnitude $9 < V_T < 10$ par exemple, les mouvements propres du Tycho–1 avaient pour incertitude moyenne 16,0 mas/an, tandis que ceux du Tycho–2 sont donnés à 1,5 mas/an près. Ces mouvements propres vont nous permettre d'évaluer la magnitude absolue des étoiles par la méthode du **mouvement propre réduit**.

8.2.1 Diagramme des mouvements propres réduits (RPMD)

Le mouvement propre réduit H a été introduit par Luyten (1922) :

$$H = m + 5 \log \mu + 5 \tag{8.1}$$

[1] `http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad`

où m est la magnitude apparente et μ le mouvement propre exprimé en arcsec/an. Le mouvement propre étant inversement proportionnel à la distance, H s'apparente à une magnitude absolue ; sa différence avec la magnitude absolue de l'étoile, M, s'écrit :

$$C = H - M = 5 \log \frac{\mu}{\pi} \tag{8.2}$$

où π est la parallaxe de l'étoile exprimée en arcsec. Par ailleur, μ dépend de la vitesse transverse v_t de l'étoile. Si v_t est exprimée en km/s, on a :

$$C = 5 \log v_t - 3.378$$

Si nous supposons que toutes les étoiles sont animées d'une même vitesse transverse, C est une constante, et H devient la magnitude absolue, à la correction C près. Dans la réalité, v_t n'est pas constante, mais peut se décomposer en deux parties : une composante qui vient de la vitesse du Soleil vers l'apex, et une autre qui vient de l'ellipsoïde des vitesses dans le référentiel local. Cette dernière suit une distribution de type Rayleigh, soit, dans le cas le plus simple :

$$f(v_t) = \frac{v_t}{\sigma_{v_t}^2} \exp\left(\frac{-v_t^2}{2\sigma_{v_t}^2}\right).$$

Si nous nous restreignons à une région limitée du ciel, la contribution de la vitesse du Soleil sera la même pour toutes les étoiles, et la distribution des vitesses transverses sera alors une loi de Rayleigh-Rice. Cette distribution présente un maximum bien marqué et, très grossièrement, on peut admettre que les vitesses tangentielles sont les mêmes. Dans ce cas, le diagramme couleur-mouvement propre réduit, appelé aussi « diagramme des mouvements propres réduits » ou RPMD en anglais abrégé, s'apparente au diagramme HR. Le concept du mouvement propre réduit présente l'avantage d'être quasiment indépendant de la distance des étoiles en l'absence d'extinction interstellaire. Au-delà de 100 pc la présence d'extinction mélange les populations dans le RPMD. Ce n'est pas le seul facteur qui font se mélanger les populations dans le diagramme car la cinématique des étoiles y joue un rôle important. On a vu au chapitre 1 que les étoiles de population II étaient cinématiquement plus dispersées dans la galaxie, et on verra que les étoiles de population II, comme les RR Lyræ, occupent des positions différentes entre le diagramme HR et dans le RPMD (cf. discussion page 138). Ce diagramme a souvent été utilisé pour faire une classification des populations stellaires et pour séparer les classes de luminosités (voir par exemple Chiu (1980), ou Soubiran (1993)).

Dans le cas présent, nous considérons des étoiles distribuées sur toute la voûte céleste, et le mouvement du Soleil contribue au mouvement propre de façon variable avec la position. En conséquence, notre estimation de C devrait varier de la même façon. Pour éviter cette source de complication, nous avons corrigé au préalable les mouvements propres de la composante solaire.

Correction du mouvement propre

Nous avons calculé les mouvements propres réduits en appliquant la méthode et les résultats de Delmotte (2000), que nous rappelons ci-après. Pour corriger le mouvement propre, on va se placer dans le système de référentiel local (LSR) dans lequel le Soleil est animé d'une vitesse propre de 19,5 km/s, dirigé vers le point de la sphère céleste, l'apex, ayant pour coordonnées galactiques ($l = 56\,^\circ$, $b = +23\,^\circ$).

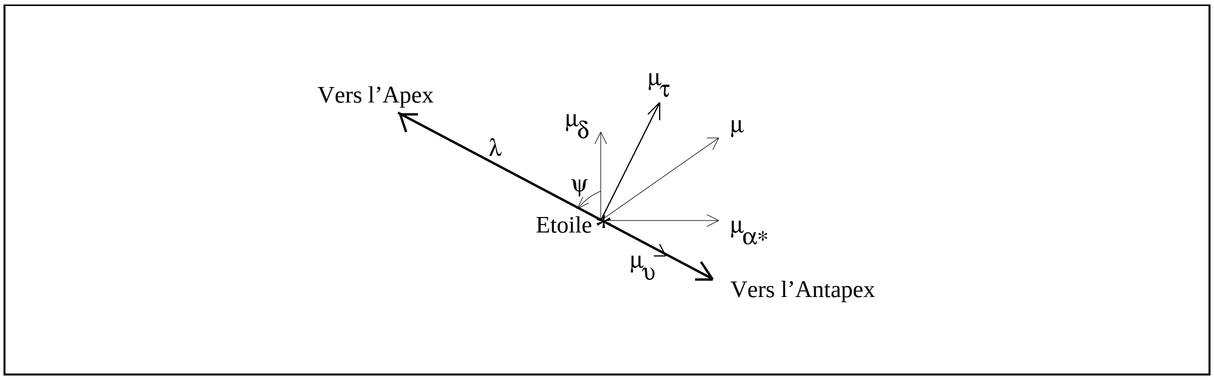


Fig. 8.1 : *Le mouvement propre μ peut être exprimé en coordonnées équatoriales ($\mu_{\alpha^*}, \mu_\delta$), ou avec les composantes (μ_υ, μ_τ).*

Nous allons transformer les coordonnées équatoriales ($\mu_{\alpha^*}, \mu_\delta$) en ($\mu_\upsilon, \mu_\tau$), où μ_υ est la composante du mouvement propre projetée le long du grand cercle joignant l'étoile à l'apex, et μ_τ est la composante perpendiculaire (Fig. 8.1). Ce changement de référentiel se fait à l'aide des formules :

$$\mu_\upsilon = \mu_{\alpha^*} \sin\psi - \mu_\delta \cos\psi$$

$$\mu_\tau = \mu_{\alpha^*} \cos\psi + \mu_\delta \sin\psi$$

où ψ est l'angle entre le grand cercle joignant l'étoile au pôle Nord céleste et le grand

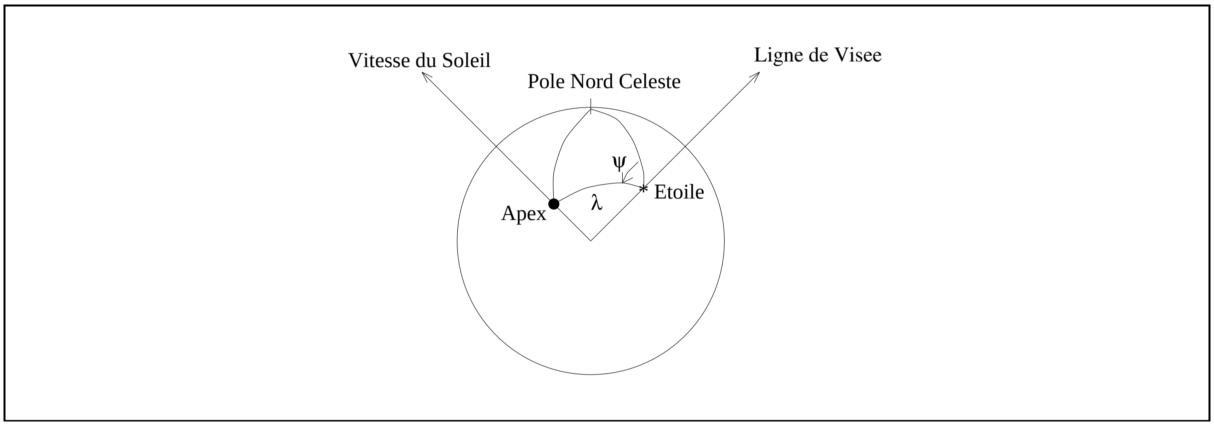


Fig. 8.2 : *Définition des angles ψ et λ.*

cercle joignant l'étoile à l'apex, et $\mu_{\alpha*}$ désigne $\mu_\alpha \cos\delta$. L'angle ψ s'obtient à partir des coordonnées équatoriales (α, δ) de l'étoile, celles de l'apex (α_A, δ_A) et de l'angle λ, qui est la distance angulaire entre l'étoile et l'apex (Fig. 8.2) :

$$\begin{aligned} \cos\psi \sin\lambda &= \cos\delta \sin\delta_A - \sin\delta \cos\delta_A \cos(\alpha - \alpha_A) \\ \sin\psi \sin\lambda &= cos\delta_A \sin(\alpha - \alpha_A). \end{aligned}$$

La contribution due au mouvement du soleil se fait suivant l'axe apex-étoile, donc sur

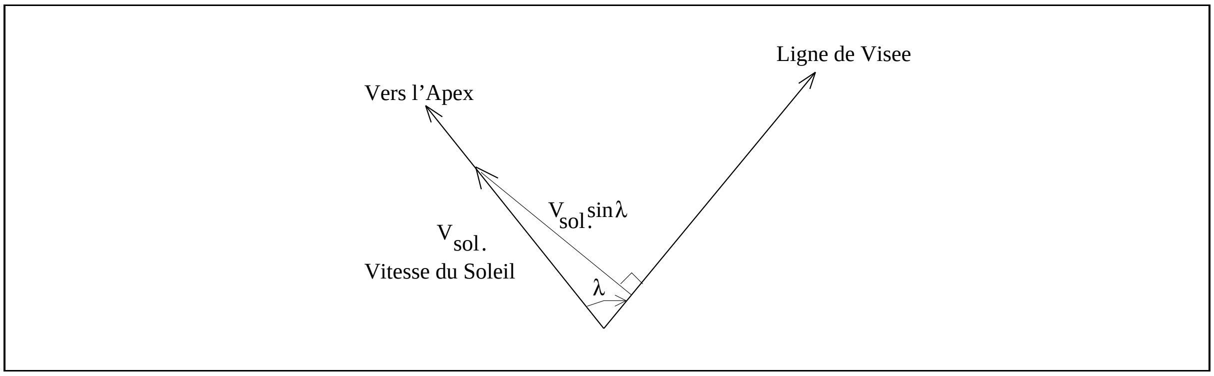


Fig. 8.3 : ***Contribution du mouvement du soleil sur la composante μ_v du mouvement propre d'une étoile.***

la composante μ_v. Notons que la composante μ_τ, quoique indépendante du mouvement du Soleil, ne peut s'utiliser seule pour évaluer la distance : en effet, étant réduite à une seule dimension, elle suit une distribution gaussienne et sa valeur la plus probable est 0, quelque soit la distance de l'étoile. Il est donc bien nécessaire de corriger μ_v pour pouvoir exploiter tout le mouvement propre. Si nous supposons connue la parallaxe de l'étoile, nous avons la valeur corrigée (Mihalas & Binney, 1981, p. 412) :

$$\mu'_v = \mu_v - \frac{\pi \mathcal{V}_\odot \sin\lambda}{4,74} \tag{8.3}$$

où $\mathcal{V}_\odot$ est la vitesse du Soleil, soit 19,5 km/s. Nous ignorons π, mais nous pouvons en obtenir une approximation par l'équation 8.2. Pour cela, nous avons calculé C pour un échantillon de 31 745 étoiles avec des parallaxes Hipparcos ayant $\sigma_\pi/\pi < 0.2$ et $\sigma_\mu/\mu < 0.2$. Lors d'une première approche sans correction du mouvement solaire, nous avons d'abord obtenu une valeur moyenne de 18,54[1] (ce décalage se voit aussi sur la figure 8.4). Après calcul de la parallaxe par l'équation 8.2, nous obtenons un mouvement propre corrigé qui peut lui-même servir à déterminer une nouvelle parallaxe ; notre échantillon d'étoiles

[1]La valeur de C tourne autour de 18,54 lorsque M_V est calculée avec des parallaxes en arcsec, et H_T avec des mouvement propres en mas/an. Pour être correct, il faut calculer H_T avec des mouvement propres en arcsec/an, et dans ce cas C tourne autour de 3,54, rendant la représentation graphique moins aisée. Nous avons donc conservé cette différence d'unité après avoir vérifié que cela ne changerait en rien les résultats.

de parallaxes connues nous donne $C = 18{,}07 \pm 1{,}44$. Nous pourrions enchaîner ainsi les itérations, mais il est aparu que cela n'améliorait pas les résultats. En fait, la méthode souffre de deux inconvénients, selon que le mouvement solaire soit dans le sens de μ_v ou dans le sens opposé :

- Si la correction a pour effet d'augmenter μ_v, l'estimation de la distance de l'étoile va diminuer. L'étoile étant considérée comme plus proche, la correction du mouvement solaire sera encore amplifiée au pas suivant. Il n'y aura donc pas de convergence et nous sous-estimerons de plus en plus la distance. Pour cette raison, nous limiterons le calcul à un seul pas.
- Si la correction a pour effet de réduire μ_v, la distance de l'étoile va augmenter. Nous aurons alors appliqué une correction excessive. Pour cette raison, et comme nous ne voulons garder qu'une unique itération, nous avons cherché quelle proportion de la correction devaît être appliquée de manière à ce que la dispersion de C soit la plus petite posssible.

En prenant finalement :

$$\mu'_v = \mu_v - 0.3\frac{\pi \mathcal{V}_\odot \sin\lambda}{4,74} = \mu_v - 0.3\frac{\mu_v}{10^{\frac{18.54}{5}}}\frac{\mathcal{V}_\odot \sin\lambda}{4,74} \tag{8.4}$$

nous pouvons calculer les mouvements propres réduits qui nous donneront des magnitudes absolues avec le décalage $C = 17{,}95 \pm 1{,}36$[1]. Ceci revient à supposer, d'après l'équation 8.2, que les parallaxes trigonométriques sont à peu près égales à un cinquième des mouvements propres annuels corrigés :

$$\frac{C}{5} = \log\frac{\mu'_{v_{mas/an}}}{\pi''} \sim 3.6 \text{ ou } \log\frac{\mu'_{v_{''/an}}}{\pi''} \sim 0.6 \tag{8.5}$$

soit :

$$\pi'' \sim \frac{\mu'_{v_{mas/an}}}{10^{C/5}} \sim \frac{\mu'_{v_{mas/an}}}{3890} \sim \frac{\mu'_{v_{''/an}}}{3.89} \tag{8.6}$$

Une telle approximation n'a de sens que parce que l'on a supposé en page 129 que toutes les étoiles de la voûte céleste étaient animées d'une même vitesse transverse, et que le mouvement propre projeté sur le ciel était proportionnel à la distance.

[1] Il a été remarqué, après la soutenance, un léger biais dans le travail de Delmotte (2000) concernant la sélection des étoiles permettant de déterminer cette constante. Il avait été trouvé à l'époque une valeur de $C = 17{,}42 \pm 1{,}39$ en n'utilisant que 20% du terme correctif du mouvement du soleil et uniquement des étoiles de la séquence principale ayant de grandes parallaxes. En sélectionnant correctement l'échantillon, nous avons donc obtenu après coup : $C = 17{,}95 \pm 1{,}36$, avec une aténuation de 30% de la correction. Cette différence dans la formulation n'entraîne pas de modification significative de la dispersion dans les RPDM par la suite. En effet on a : $\frac{0.2}{0.3}10^{\frac{18.54-17.6}{5}} \sim 1.03$, ce qui ne changera pas les résultats que nous présentons, puisque l'erreur a été propagée ET dans la construction de l'hyper-espace ET dans l'identification qui a suivie.

Si l'on compare cette approximation à la figure 3.5.22 de ESA (1997b), on peut voir qu'en utilisant les parallaxes de Hipparcos de précisions meilleures que $\sigma_\pi/\pi \sim 20\%$, on obtient $\langle|\mu|\rangle \sim 7 \times \langle\pi\rangle$. Nous avons trouvé un rapport sensiblement inférieur parce que C a été calculé à partir de la moyenne du logarithme de $\frac{\mu}{\pi}$ et que les petites valeurs de μ ont ainsi conduit à une valeur plus basse que la moyenne du rapport.
Il est important à cette étape de souligner que nous faisons ici une approximation qui ne tient pas compte du fait que notre Galaxie est constituée d'un mélange des populations des disques et du halo, et par conséquent d'un mélange de vitesses tangentielles.

Incertitude sur H_T

L'incertitude sur H_T est déterminée à partir de l'équation 8.1 écrite sous cette forme :

$$H_T = T + 5\log\left(\sqrt{\mu_{\alpha^*}^2 + \mu_\delta^2}\right) + 5$$

où μ_{α^*} désigne $\mu_\alpha \cos\delta$. On a alors l'incertitude sur H_T qui s'écrit :

$$\Delta_{H_T} \leq \Delta_T + 5 \times \frac{|\mu_{\alpha^*}| \times \Delta_{\mu_{\alpha^*}} + |\mu_\delta| \times \Delta_{\mu_\delta}}{\ln 10 \times (\mu_{\alpha^*}^2 + \mu_\delta^2)}.$$

Construction du diagramme

Une fois qu'on dispose des mouvements propres réduits, on peut construire un diagramme en fonction de l'indice de couleur, $(B_T - V_T)$ dans notre cas, que l'on peut transformer en $(B-V)_J$ à l'aide des formules de transformation qui se trouvent dans ESA (1997b), ce que l'on a fait sur les représentations graphiques de ce chapitre et du chapitre suivant, l'indice $(B-V)_J$ étant d'usage plus fréquent.
Pour construire les deux diagrammes de la figure 8.4, nous avons selectionné les étoiles de notre échantillon, dont les magnitudes sont plus faibles que $V_T = 8$, dont les parallaxes Hipparcos, reprises dans le TRC, sont meilleures que $\sigma_\pi/\pi = 0{,}5$ et dont les mouvements propres donnés dans le catalogue Tycho-2 sont meilleurs que $\sigma_\mu/\mu < 0.2$. Les étoiles sont représentées avec des symboles différents selon le type de variabilité auquel elles appartiennent. Les étoiles pulsantes proches de la séquence principale sont représentées par des losanges. Les étoiles pulsantes appartenant aux géantes et supergéantes strictement périodiques sont représentées par les cercles pleins tandis que celles qui peuvent être pseudo-périodiques sont représentées par des cercles évidés. Nous avons utilisé des triangles pleins pour les binaires à éclipses et des étoiles pleines pour les variables par rotation. Enfin, les étoiles éruptives sont représentées par des signes plus et les cataclysmiques par les étoiles évidées. Il n'y en a pas sur la figure 8.4, mais ce code sera valable pour tous les graphiques du même type qui vont suivre.
Le diagramme du bas, obtenu avec les parallaxes Hipparcos, montre la répartition de différents types d'étoiles variables dans le diagramme HR. La séparation des étoiles de la séquence principale de celles du *clump* des géantes y est évidente. Les RR Lyræ, qui sont

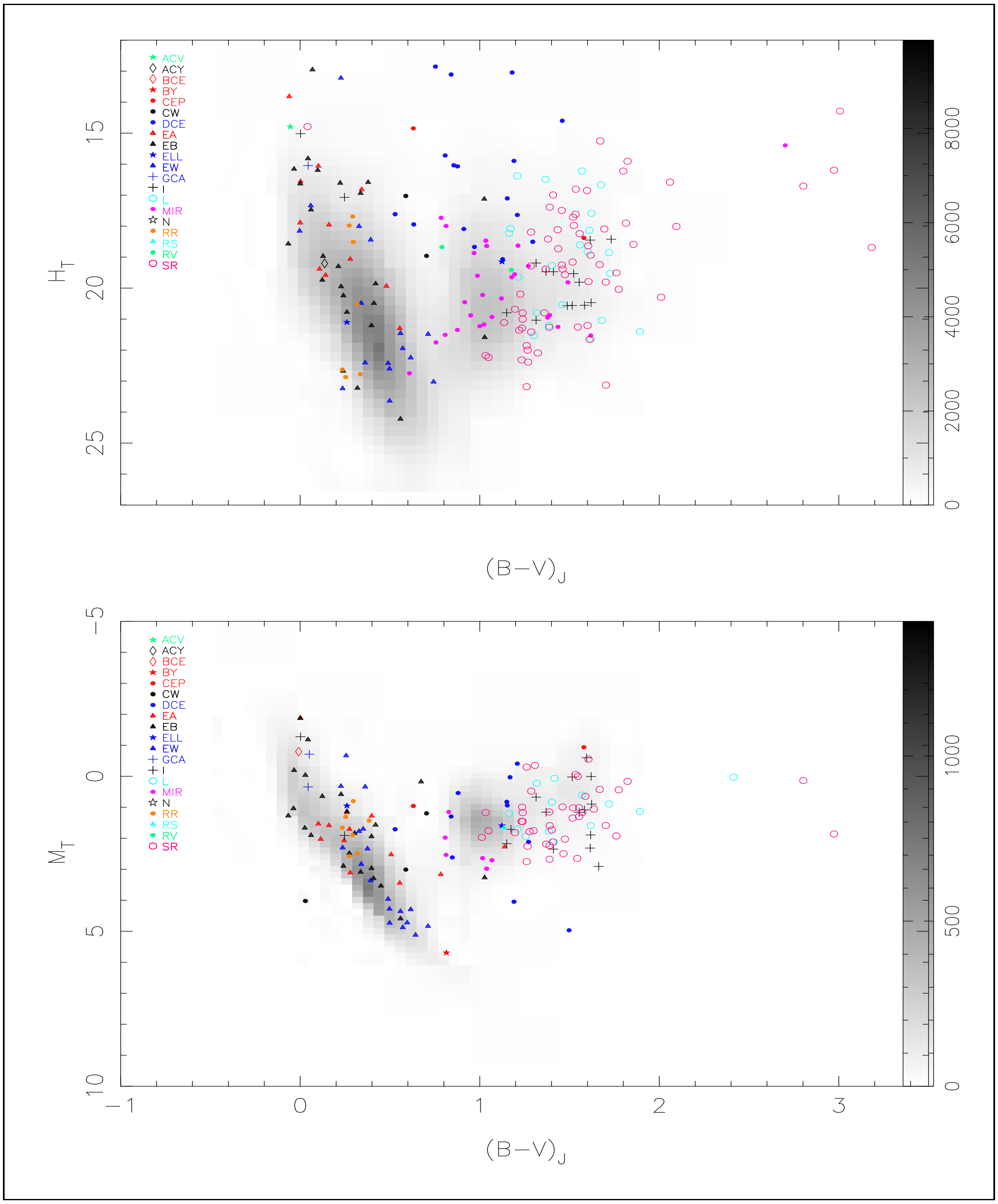


Fig. 8.4 : *Comparaison du diagramme HR avec le RPMD. Sur ces deux figures, la partie en grisé représente la carte de dentité des étoiles plus faibles que $V_T = 8$ présentes dans l'échantillon. La partie inférieure montre un diagramme HR obtenu avec les étoiles ayant une précision relative sur la parallaxe dans Hipparcos avec $\sigma_\pi/\pi \leq 0.5$. La carte de densité en grisée représente toutes les étoiles satisfaisant cette condition. Les symboles de couleur représentent les étoiles variables selon leur type. L'encart supérieur présente le RPMD des étoiles de Tycho sur lequel ont été superposées les étoiles variables connues de notre échantillon. Les mouvements propres réduits du RPDM sont ici majorés de 15 comme on l'a vu à la page 132.*

représentées avec des cercles pleins oranges se trouvent bien à l'endroit où l'on attend la branche horizontale des géantes, l'unique β Céphéide (BCE) de cet échantillon est proche de la séquence principale, en haut à gauche, tandis que les semi-régulières (SR) sont situées à droite du *clump* des géantes. Les δ Céphéides ont été ici mélangées, nous n'avons pas fait la distinction entre celles qui oscillent sur leur premier harmonique et celles qui oscillent sur le mode fondamental, ce qui explique qu'on ait l'impression d'avoir plusieurs séquences. Qui plus est, plus les étoiles s'éloignent de $(B-V)_J = 0$ vers le rouge, plus grand est le risque que le B_T qui est intervenu dans le calcul de $(B-V)_J$ soit doté d'une grande incertitude du fait de la censure en B_T. On voit que deux δ Céphéides se trouvent sensiblement en-dessous du *clump* des géantes sur le diagramme $M_T/(B_V)_J$. Nous disposons pour ces étoiles des informations suivantes :

- la première est TYC 6566 628 1, $\mu_\alpha = -1{,}6$ mas/an, $\mu_\delta = 1{,}9$ mas/an, $\pi = 8{,}85 \pm 4{,}03$ mas, $B_T = 10{,}13, V_T = 8{,}73$. Cette étoile se trouve dans un champ dense et a un σ_π/π élevé.
- la seconde est TYC 7381 346 1, $\mu_{\alpha_{TRC}} = 0{,}0$ mas/an, $\mu_{\delta_{TRC}} = 0{,}0$ mas/an, $\pi = 15{,}46 \pm 2{,}41$ mas, avec $B_T = 10{,}11$ et $V_T = 8{,}35$ qui est une Céphéide dans un système binaire. Cette étoile fait partie de celles qui ont été re-réduites par Falin & Mignard (1999) en ajoutant la multiplicité dans la procédure de réduction. La nouvelle parallaxe alors obtenue est de $\pi = 0{,}96 \pm 2{,}7$ mas indiquant que cette étoile est en réalité bien plus brillante et que compte-tenu de l'incertitude sur la parallaxe, elle aurait due être rejetée. Notons malgré tout que cette étoile a été conservée dans notre étude car nous l'avons utilisée dans le cadre du mouvement propre réduit et en utilisant les mouvements propres de Tycho–2 ($\mu_{\alpha_{Tycho-2}} = -2{,}2$ mas/an, $\mu_{\delta_{Tycho-2}} = -0{,}5$ mas/an), qui ne sont pas sensibles à la binarité, puisqu'ils sont construits sur une base de temps de 94 ans[1].

On remarque aussi que les étoiles Miræ se trouvent beaucoup trop bleues dans ce diagramme, alors qu'elles devraient être au moins aussi rouges que les semi-régulières. Ce phénomène tient à la méthode de détermination des magnitudes moyennes. En effet, les étoiles Miræ sont d'une part des étoiles très rouges, d'autre part des étoiles variables de grande amplitude donc sans signal décelable sur la partie basse de leur courbe de lumière. Par conséquent beaucoup de mesures de B_T et V_T ont été effectuées alors que les comptages de photons de Tycho n'avaient pas enregistré de signal significatif. Or, comme cela est expliqué dans Høg et al. (2000a), la procédure de réduction de Tycho–2 est alors biaisée et donne, pour chaque transit, une estimation trop brillante de la magnitude. Dans ce cas, l'indice $B_T - V_T$ tend vers la différence de sensibilité des détecteurs, qui vaut 0,4. La magnitude moyenne de l'étoile est ensuite estimée en donnant à chaque transit un poids lié aux conditions d'observation, en supposant l'étoile constante. Par conséquent, les observations effectuées au minimum de luminosité peuvent acquérir un poids important, et

[1]Le Catalogue Astrographique de l'USNO a été utilisé dans la réduction astrométrique du catalogue Tycho–2, or l'époque moyenne de ces clichés est de 1907 (http ://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/Cat ?I/247).

le décalage des $B_T - V_T$ vers 0,4 se répercute sur les magnitudes moyennes. Ceci explique que les $(B - V)_J$ déduits de Tycho–2 sont, pour les Miræ, bien plus bleus que ceux que l'on trouve dans SIMBAD pour les mêmes étoiles (cf. figure 8.5). Ce phénomène n'est pas aussi spectaculaire sur les semi-régulières (et autres étoiles rouges du diagramme HR) parce qu'on a affaire à des amplitudes beaucoup plus petites, et que les transits à signaux quasiment nuls y sont plus rares.

Le diagramme du haut a été obtenu à partir des mouvements propres réduits du même échantillon d'étoiles que précédemment. La séparation des étoiles de la séquence principale de celles du *clump* des géantes est moins nette qu'avec les parallaxes, mais elle est encore bien marquée. On remarque que les RR Lyræ se séparent en deux régions bien différenciées, l'une en bas à gauche du diagramme, l'autre relativement proche de la séquence principale. Les SX Phœnicis, qui ne sont pas représentées sur cette figure, mais qui le seront sur les suivantes, obéissent au même phénomène. Rappelons que nous avons utilisé un modèle simple qui consiste à dire que les vitesses sont distribuées de manière isotrope dans la Galaxie. On voit ici une limite de ce modèle, marquée par les étoiles caractérisant le halo. En effet, comme on l'a vu au chapitre 1, les étoiles du halo sont plus dispersées cinématiquement que les étoiles de populations II qui, elles, appartiennent plutôt aux disques de la Galaxie, et surtout au disque mince. Ceci va avoir pour conséquence que les RR Lyræ animées d'une grande vitesse vont se retouver sur mais aussi « en-dessous » de la séquence principale. Le but de l'étape dont il est question actuellement étant de localiser le lieu des différents types d'étoiles variables sans chercher à en exploiter une information absolue à terme, nous avons donc conservé ce modèle simple malgré ses limites, et dans ce modèle simple, certaines RR Lyræ vont se positionner « en-dessous » de la séquence principale.

On remarque la similitude des graphiques obtenus en utilisant des mouvements propres réduits ou des parallaxes Hipparcos pour représenter les étoiles de Tycho dans un diagramme en fonction de la couleur.

La figure 8.6 est un RPMD construit à partir des mouvements propres fournis par le catalogue Tycho–2 et des magnitudes moyennes de ce même catalogue. En ajoutant les étoiles brillantes de Hipparcos, on voit de nouveau apparaître des Miræ avec un $(B - V)_J$ correct, celles pour lesquelles les courbes de lumières sont plus complètes puisque plus brillantes. On voit aussi que les RR Lyræ occupent une longue bande verticale qui descend très bas sous la séquence principale, et qui est décalée vers le bleu par rapport à celle des binaires à éclipses de type EW. On constate donc que ce type de diagramme va nous permettre de lever la dégénérescence pour certains types de variabilité.

Nous avons donc suivi l'idée qu'il est possible de différencier les populations dans ce diagramme, puisque les positions que vont occuper les membres constitutifs des différents types d'étoiles variables, associés aux autres paramètres connus pour ces étoiles, doivent nous permettre de caractériser les types de variabilité.

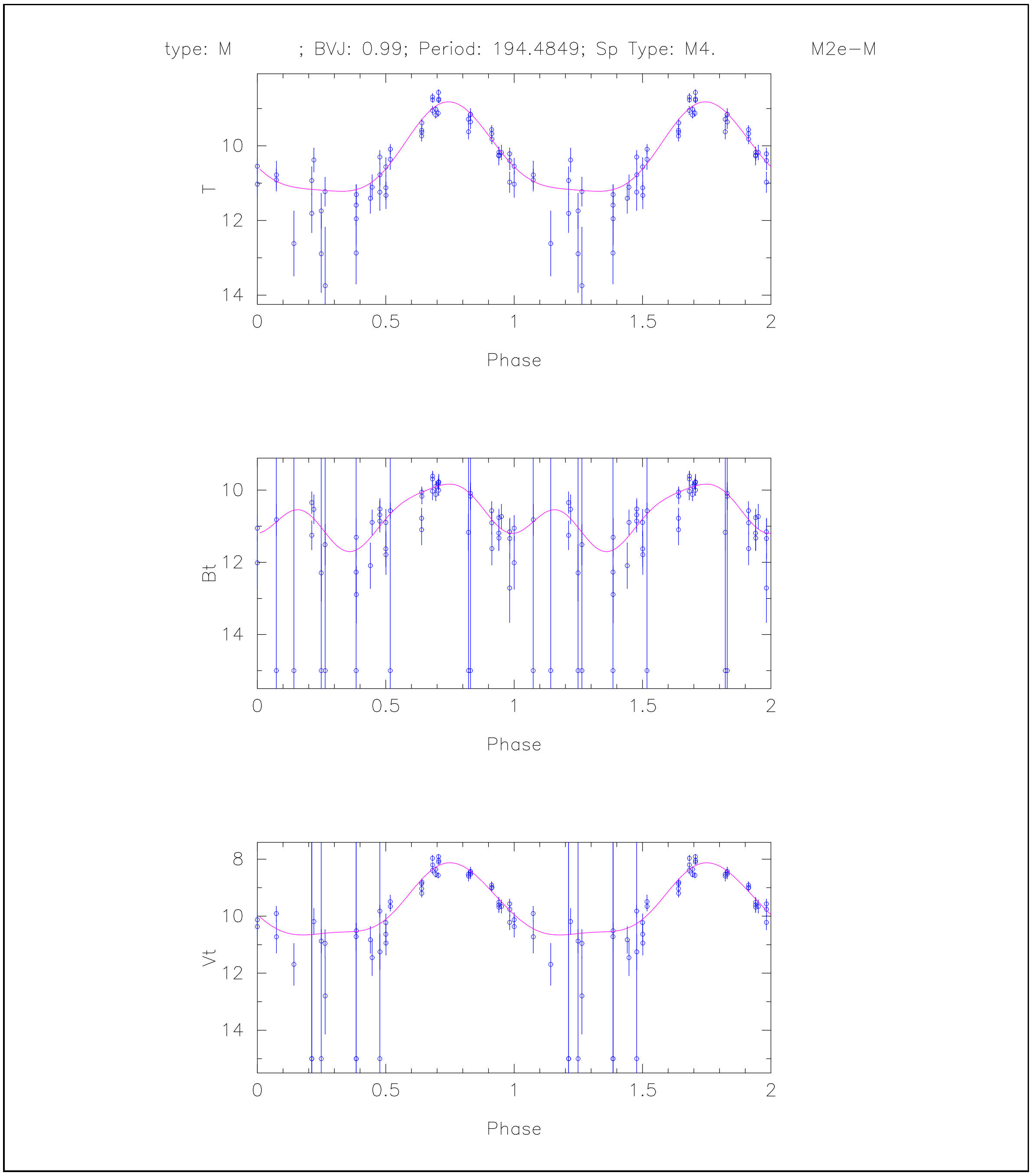


Fig. 8.5 : *Courbe de lumière de l'étoile Mira W Lyræ. Les trois panneaux représentent, de haut en bas, les courbes de lumière obtenues avec les données photométriques de Tycho, respectivement en T, B_T, et V_T. Cette étoile est notée dans le GCVS comme pouvant aller de 7,3 à plus de 13.0 en V. Dans le catalogue Tycho-2 on trouve $B_{Tycho-2} = 10{,}996$, $\sigma_{B_T} = 0.050$, $V_{Tycho-2} = 9{,}835$, $\sigma_{V_T} = 0.029$, donc un $B_{T_2} - V_{T_2} = 1.161$ et un $(B-V)_J = 0.99$, tandis que dans* SIMBAD, *on donne $B - V = 1{,}63$. Comme on peut le voir sur le second panneau, la magnitude moyenne en B_T est obtenue avec très peu de points réellement significatifs.*

8.3 Utilisation des paramètres de formes

En poursuivant la même idée de caractérisation, et parce que les formes des courbes de lumière peuvent nous permettre de faire la distinction entre différents types d'étoiles variables, nous avons déterminé la répartition des valeurs de ces paramètres en fonction des types. Avant d'entrer dans le détail de ce travail, voici comment nous avons défini l'amplitude et la dissymétrie des courbes.

8.3.1 Amplitude

Afin de déterminer l'amplitude d'une courbe de lumière, nous avons procédé à un ajustement de la courbe par une série de Fourier. Cependant, comme nous n'avions pas d'*a priori* sur la forme de la courbe de lumière, il a fallu déterminer l'ordre de cette série de Fourier pour chacune des courbes. En effet, une courbe quasi-sinusoïdale s'ajuste avec une série de Fourier d'ordre 1 ($s(t) = a_0 + a_1 cos(2\pi \frac{t}{P}) + a_2 sin(2\pi \frac{t}{P})$), tandis qu'il faudra un nombre d'ordre beaucoup plus élevé pour rendre compte correctement de la partie transitoire d'une binaire à éclipse de type Algol. Nous sommes partis du principe que les courbes les plus complexes correspondaient donc aux binaires à éclipses de ce type, qui se répartissent largement dans le diagramme HR. L'ordre de la série de Fourier a donc été choisi en fonction de la valeur de la période à ajuster (cf. **chapitre 7**). Pour les périodes inférieures à 50 jours nous avons pris des séries d'ordre 3 (cf. Eq 7.15) et pour les autres périodes, nous nous sommes contentés de l'ordre 2 (cf. Eq 7.16). L'amplitude se définit alors comme la demi-différence entre le maximum et le minimum de la courbe ajustée.

8.3.2 Dissymétrie

Une fois que nous disposions de la courbe ajustée, nous avons défini la dissymétrie de celle-ci comme étant la proportion temporelle de la courbe dont la magnitude était supérieure à la magnitude moyenne de l'étoile. Ainsi une dissymétrie avoisinant les 50 % résulte d'une courbe symétrique, tandis qu'une dissymétrie de $\sim 10\%$ se rapporte plutôt à une courbe de lumière de binaire à éclipses.

8.4 Hipparcos : échantillon de variables connues

Pour commencer, nous avons utilisé un échantillon d'étoiles variables connues de Hipparcos afin de déterminer le comportement des différents paramètres que nous avons mentionné précédemment en fonction du type de variabilité de ces étoiles. Rappelons en effet que les observations de Tycho et de Hipparcos étant simultanées, nous avons donc à peu près les mêmes époques d'observations. Nous avons ensuite essayé de déterminer ce qui nous permettrait de différencier au mieux les différents types de variabilité.

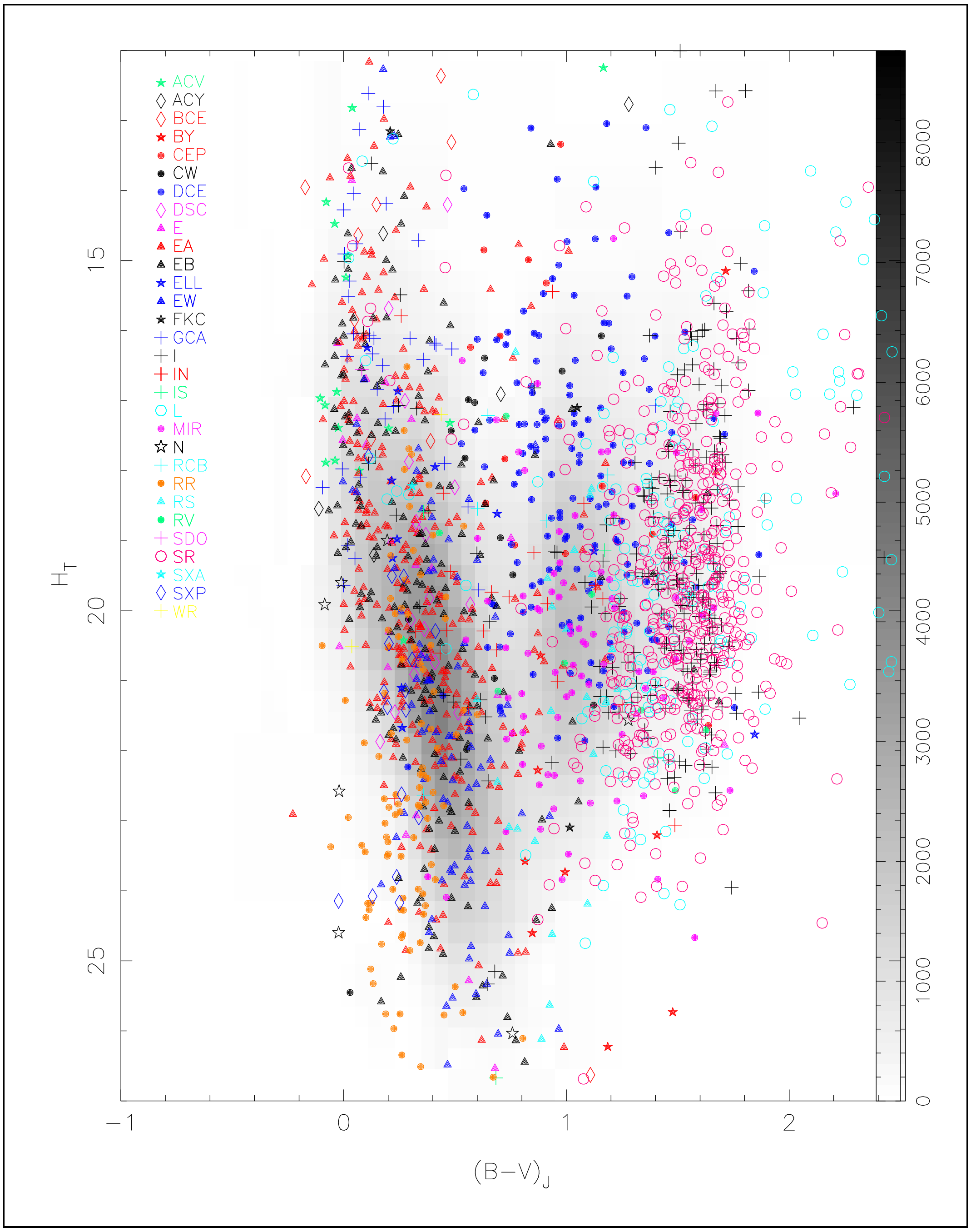


Fig. 8.6 : *Diagramme des mouvements propres réduits. En image grisée sur le fond, nous avons la carte de densité des étoiles de Tycho. Les étoiles variables connues dans Hipparcos sont superposées avec un symbole pour chaque type de variabilité. Les mouvements propres réduits du RPDM sont ici majorés de 15 comme on l'a vu à la page 132.*

La figure 8.7 illustre la première discrimination qui vient à l'esprit, c'est à dire que la distribution des périodes accessibles pour une étoile dans le diagramme HR varie en fonction

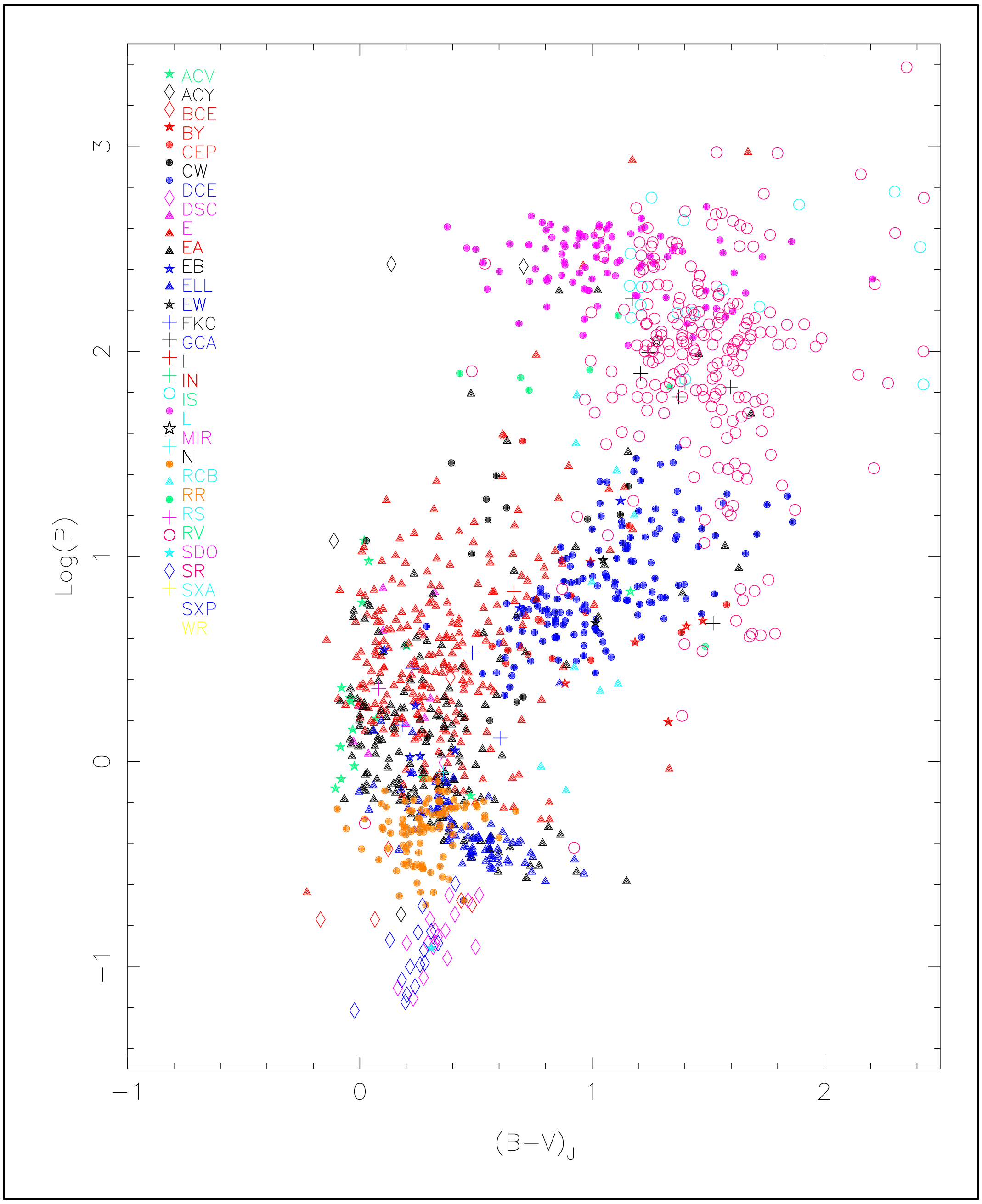


Fig. 8.7 : *Diagramme* $\log P$ *versus* $(B-V)_J$ *des étoiles périodiques connues de Hipparcos. L'échantillon d'étoiles est le même que pour la figure 8.6 et les étoiles qui se retrouvent tout en haut du diagramme sont celles pour lesquelles il n'y a pas de période connue.*

sa position dans celui-ci. Au premier regard, on voit une tendance aux courtes périodes du côté des étoiles bleues et aux longues périodes du côté des étoiles très rouges, voire certains type d'étoiles variables qui sont très bien régionalisés. On trouve par exemple, les SX Phœnicis qui, dans ce diagramme sont caratérisées par de très courtes périodes, puis viennent les RR Lyræ, les EB et les EW dont les intervalles de valeur des périodes et des indices de couleur sont assez similaires. Du côté des périodes intermédiaires, on trouve les EA et les Céphéides, tous types confondus. Quand on va vers les longues périodes on trouve comme précedemment, les semi-régulières avec des indices de couleur auxquels on s'attend et les étoiles Miræ, qui sont toujours trop bleues, mais qui sont bien caractérisées par de très longues périodes. Cependant, il reste une zone intermédiaire autour de $(B-V)_J = 0{,}7$ où un large éventail de périodes sont accessibles à un indice de couleur donné.

La figure 8.8 montre la répartition des périodes en fonction du mouvement propre réduit. On observe une régionalisation des types de variabilité dans ce diagramme. En effet, et on pouvait s'y attendre, les Céphéides ont de petits mouvements propres réduits car se sont des étoiles qui, d'une part appartiennent à la population jeune du disque galactique, et d'autre part sont intrinsèquement brillantes donc lointaines. Elles sont donc réparties au centre en abscisse, et sur la partie supérieure du diagramme. En contre-partie, les RR Lyræ qui sont plutôt des étoiles du halo, donc à forte dispersion cinématique au-dessus du plan galactique, ont des grands mouvements propres réduits et sont situées à gauche sur la partie inférieure de ce diagramme.

Si maintenant nous regardons la partie gauche de la figure 8.8, nous constatons que, tandis que les δ Scuti et les SX Phœnicis sont des étoiles variables très semblables en terme de caractéristiques intrinsèques (amplitudes, périodes, forme de la courbe de lumière) elles sont très bien séparées par le mouvement propre réduit, les δ Scuti, étoiles du disque mince, se trouvant bien au-dessus des SX Phœnicis, étoiles du disque épais.

En conséquence, les étoiles variables connues de Hipparcos vont nous permettre de connaître les répartitions des différents paramètres pour chaque type d'étoiles variables et de construire un hyper-espace probabilisé de la variabilité.

8.5 Construction de l'hyper-espace probabilisé

A partir de ces considérations, nous avons construit un hyper-espace des densités de probabilité, en supposant que tous les paramètres ($B_T - V_T, P, H_T$, l'amplitude et la dissymétrie) étaient indépendants. Or nous savons qu'ils ne le sont pas, en particulier la période n'est pas indépendante de l'indice de couleur, mais nous allons voir que nous pouvons faire cette hypothèse. *En effet, si les paramètres ne sont pas indépendants, il faut faire apparaître, dans le raisonnement qui va suivre, une forme quadratique associée :*

$$f(\mathbf{x}) = \frac{1}{(2\pi)^{\frac{n}{2}}(det\mathbf{V})^{\frac{1}{2}}} \exp\left(-\frac{1}{2}(\mathbf{x}-\overline{\theta_{\mathrm{i}}})^t\mathbf{V}^{-1}(\mathbf{x}-\overline{\theta_{\mathrm{i}}})\right),$$

dont la contribution sera d'ajouter des termes multiplicatifs de la forme (cas à 2 dimensions) :

$$\exp\left(\frac{-2\rho(x_1-\theta_1)(x_2-\theta_2)}{\sigma_1\sigma_2}\right).$$

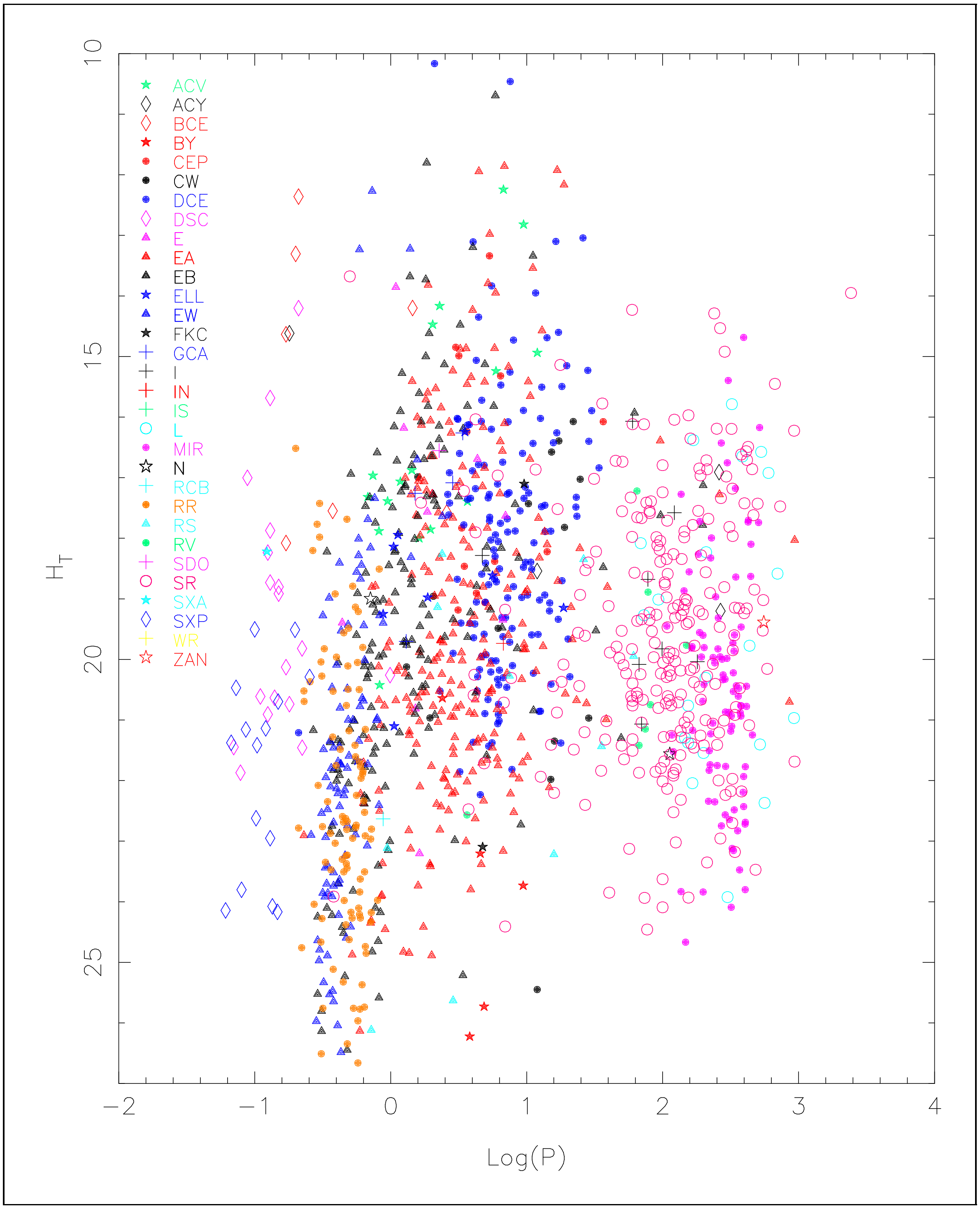


Fig. 8.8 : *Diagramme des mouvements propres réduits versus* $\log P$. *L'échantillon d'étoiles est le même que pour la figure 8.6.. Les mouvements propres réduits du RPDM sont ici majorés de 15 comme on l'a vu à la page 132.*

Nous avons des termes qui sont peu corrélés comparativement aux incertitudes que nous avons sur la détermination des paramètres (ceci peut être vérifié sur les figures 8.6, 8.7 et 8.8). Les termes vont donc être proches de $\exp(0) = 1$*, et on peut les négliger.*

Pour chaque type de variable, nous avons regardé toutes les étoiles de l'échantillon d'étoiles variables connues de Hipparcos appartenant au type concerné, et nous avons déterminé les « lieux » où l'on rencontre ces étoiles dans un hyper-espace constitué des paramètres θ_i, réalisations des variables aléatoires $\Theta_{i;i=1,5}$, qui sont $\{B_T - V_T, P, H_T$, amplitude, dissymétrie$\}$. Pour une étoile j, nous avons donc calculé les densités de probabilité de ses paramètres θ_i en supposant que chaque étoile amenait une contribution gaussienne, en prenant pour σ_{θ_i} l'incertitude associée à chacun des paramètres, et en partant de :

$$\phi_{(j;\Theta_{i,i=1,5})}(x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_{\theta_i}} \exp\left(-\frac{1}{2}\left(\frac{x-\overline{\theta_i}}{\sigma_{\theta_i}}\right)^2\right),$$

puis en découpant l'intervalle $[a, b]$ des valeurs accessibles pour chacun des paramètres en petits intervalles (où a et b sont les bornes des valeurs prises par les paramètres. Les valeurs de l'indice de couleur par exemple sont comprises entre $a = -1$ et $b = 6$, tandis que les valeurs de P vont de 0,02 à 1500 jours), et en calculant la fonction de répartition à l'aide de :

$$\phi_{(j;\Theta_{i,i=1,5})}(x < \theta_i \leq x + dx) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_{\theta_i}} \int_x^{x+dx} \exp -\frac{1}{2}\left(\frac{t-\overline{\theta_i}}{\sigma_{\theta_i}}\right)^2 dt.$$

Puis pour les n étoiles d'un même type de variabilité, nous avons calculé la densité de probabilité des paramètres, sachant le type de variabilité en utilisant le fait qu'il suffit de sommer les événements, puis de normaliser. Nous avons donc :

$$f_{\Theta_{i,i=1,5}}(x|type) = \sum_{j=1}^{n} \frac{\phi_{(j;\Theta_{i,i=1,5})}(x)}{n}.$$

A ce stade, pour un jeu de paramètres ($B_T - V_T, P, H_T$, amplitude, dissymétrie), on est en mesure de dire quelle est la probabilité de rencontrer chaque type d'étoile variable avec ces valeurs, nous allons donc maintenant chercher le type le plus probable.

8.6 Calcul du type le plus probable

Maintenant que nous avons obtenu les densités de probabilité de chacun des paramètres pour les différents types d'étoiles variables que nous seront amené à rencontrer, nous sommes en mesure de déterminer le type de variabilité le plus probable associé à une étoile qui présente un jeu de paramètres θ_i. Il faut pour cela chercher le maximum de vraisemblance.

8.6.1 Maximum de vraisemblance

Définition du maximum de vraisemblance. *Soit une observation* $(\theta_1, ..., \theta_n)$ *d'un n-échantillon* $(\Theta_1, ...\Theta_n)$*. La fonction de vraisemblance* $L(\theta_1, ..., \theta_n|type)$ *est définie comme la densité de probabilité de l'observation, les* θ_i *étant fixés, et le paramètre type étant considéré comme variable. Si le n-échantillon est formé de variables aléatoires indépendantes et identiquement distribuées, on aura :*

$$L(\theta_1, ..., \theta_n|type) = f(\theta_1|type)f(\theta_2|type)...f(\theta_n|type).$$

Que l'on peut écrire aussi :

$$\begin{aligned} L(B-V, H_T, P, Amp, Asy|type) = \\ f(B-V|type)f(H_T|type)f(P|type)f(Amp|type)f(Asy|type). \end{aligned} \tag{8.7}$$

Le principe du maximum de vraisemblance (ML) est de choisir parmi tout les *types* possibles, le paramètre $\widehat{type}$ qui rend la fonction de vraisemblance la plus grande possible. Nous avons donc calculé pour chaque étoile, avec les paramètres θ_i qui lui étaient associés, le produit des probabilités de chacun des paramètres (Eq. 8.8) pour tout les types de variabilités possibles.
Cela nous donnait la vraisemblance de chaque type de variabilité étant donné les paramètres. Nous avons regardé les types de variabilités qui se trouvaient être les plus vraisemblables, $\widehat{type}$, parmi les ($k = 1$ à 71) types disponibles, et ceci pour les différentes valeurs de la période dont nous disposions, et donc les différents paramètres de forme des courbes de lumière associées :

$$\begin{aligned} ML(B-V, H_T, P, Amp, Asy|\widehat{type}) = \\ \sup_k \Big(f(B-V|type_k)f(H_T|type_k)f(P|type_k)f(Amp|type_k)f(Asy|type_k)\Big). \end{aligned}$$

Nous obtenons donc autant de $\widehat{type}$ qui maximisent la vraisemblance, que nous avons de périodes différentes dans les résultats des méthodes de recherche de périodes. Si les paramètres de forme des ajustements des courbes de lumière avaient été obtenus à partir de séries de Fourier de même ordre, nous aurions pu alors déterminer la période la plus vraisemblable, parmi les différentes valeurs trouvées, simplement en prenant le type le plus vraisemblable parmi ceux-là. Comme cela n'a pas été le cas, nous avons donc conservé tous les $\widehat{type}$ obtenus.

8.6.2 Estimation de l'efficacité

Cette méthode a été appliquée sur l'échantillon d'étoiles variables Hipparcos connues, en utilisant les jeux de périodes que nous avaient donnés nos algorithmes de recherche de périodes. Pour chaque étoile, nous avons déterminé le type d'appartenance le plus probable

dans cet hyper-espace, pour chacune des périodes obtenues, puis nous avons comparé ces types les plus probables (parfois différents) avec le vrai type de variabilité de l'étoile. La méthode s'est avérée efficace, puisque nous retrouvions les types exacts dans 75% des cas, et nous avions en plus 12,5% de l'échantillon pour lesquels l'erreur ne se situait que sur le sous-type (semi-régulière de type B au lieu de semi-régulière de type C, ou Céphéide de type II au lieu du type I, par exemple. Dans certains cas en effet une Céphéide de type I particulière peut avoir compte tenu des incertitudes, un mouvement propre compatible avec celui d'une Céphéide de type II, alors que les étoiles de type I et de type II sont statistiquement différenciées cinématiquement). On peut donc dire que nous retrouvions relativement bien à la sortie ce que nous avions mis en entrée.
L'échantillon de test est le même que celui qui nous a permis de contruire l'hyper-espace probabilisé, ce qui induit une estimation optimiste des performances de la méthode, mais le nombre d'étoiles variables communes entre Hipparcos et notre échantillon est faible et il nous fallait suffisament d'étoiles pour avoir une bonne stastistique. De plus, cet échantillon test répond à des critères de sélection proches du cas idéal puisque les périodes que nous avons trouvé pour les étoiles variables connues sont souvent très proches des vraies périodes de ces étoiles, voire exactes ; les étoiles sont relativement brillantes donc les paramètres de formes dépendant de la qualité photométrique sont très bien définis ; les étoiles ont de grands mouvements propres et sont relativement proches donc avec un H_T précis. Cela signifie que les paramètres avec lesquels nous testons la méthode sont généralement plus fins que ceux que nous utilisons pour les nouvelles candidates variables. Les qualités de chacun de ces paramètres étant moindres pour les nouvelles étoiles variables, l'efficacité de l'identification en pâtira d'autant.

8.7 Contrôle visuel des solutions

Bien qu'automatisée, la méthode s'apparente à un apprentissage, elle ne peut donc trouver que ce qu'elle connait déjà, ce qui la rend limitée et conduit à la nécessité du contrôle visuel des résultats. On va s'apercevoir en effet que pour une étoile dont la courbe de lumière est convaincante, mais que la valeur des paramètres place en limite d'une classe, le type de variabilité correspondant ne sortira pas comme étant le plus probable. Le contrôle visuel permet ainsi de choisir parmi les six types les plus probables au regard des paramètres celui qui est le plus convaincant à la vue de la courbe de lumière.

8.8 Utilisation des observations des amateurs

Certaines étoiles pour lesquelles il subsistait un doute sur l'identification ont été confiées au GEOS (Groupe Européen d'Observation Stellaire [1]), à partir de mai 1999, mais la plus

[1] `http://www.upv.es/geos/`

grosse partie a été envoyée en septembre 1999. Ils ont pu surveiller un petit nombre d'entre elles et seulement deux étoiles semblent pour l'instant réellement confirmées (table 8.1).

Numéro TYC	Période suspectée	Période GEOS	Confirmation
2209 606	0.5364	-	trop peu de mesures
2711 638	0.9772	1.8493 ou 0.9258	variable, mais non confirmée
2714 1449	2.0357	(0.9865)	variable, mais non confirmée
2873 2616	0.04 ?	rapide	peut-être
3188 304	0.2852	0.1109	DSCT confirmee
3627 1580	0.9380	0.9359 ou 0.9387	EA ou EB confirmée
3628 2552	2.7816	-	variable, mais non confirmée
3629 433	0.9788	-	trop peu de mesures
3662 2064	1.2033	-	trop peu de mesures
3718 1298	1.9352	-	trop peu de mesures
3988 1812	1.1747	-	non confirmée, constante ?
4884 263	0.3905	-	binaire à éclipses ?

Tab. 8.1 : *Etoiles observées par les amateurs.*

Pour les autres étoiles, le bilan des observations ne nous est pas encore parvenu, mais voici quelques remarques sur les étoiles du tableau 8.1.

TYC 2711 638 Cette étoile a été mesurée par deux observateurs. Ils ont estimés que les variations devaient être d'amplitude inférieure à 0,3 magnitude, et selon les observateurs les périodes trouvées sont assez différentes. Cependant, la période de 1,8493 jour mérite d'être vérifiée car elle aparaît dans les deux séries de mesures.

TYC 2714 1449 L'étoile a été observée par trois personnes. Un groupe de périodes autour de 0,9865 jour apparaît, mais sans être convaincant. L'étoile paraît cependant variable avec une amplitude inférieure à 0,5 magnitude.

TYC 2873 2616 L'étoile présente des variations sur de très courts intervalles de temps. La période trouvée dans Tycho n'est pas encore confirmée, mais elle ne peut pas être exclue.

TYC 3188 304 Cette étoile a été mesurée par deux observateurs, et il semble que la période trouvée dans Tycho soit en fait un alias de la période de 0,1109 jour trouvées dans les deux séries d'estimations. Il s'agirait donc d'une δ Scuti d'amplitude 0,4 magnitude.

TYC 3627 1580 Cette étoile présente des variations très nettes de 0,5 magnitude d'amplitude, et la nature de binaire à éclipses avec une période proche de 0,9380 jour (ou un multiple) est confirmée.

TYC 3628 2552 Les deux observateurs n'excluent pas une variation de 0,5 magnitude d'amplitude, mais aucune période n'a été trouvée.

TYC 3629 433 Le petit nombre d'observations obtenues pour cette étoile ne permet pas de faire une recherche de période, mais la période trouvée dans Tycho ne s'accorde pas avec les observations.

TYC 3662 2064 Les deux observateurs ont rencontré des difficultés avec les étoiles de comparaison, aucune confirmation n'est encore possible.

TYC 3988 1812 Aucun des deux observateurs n'a perçu de variation notable et la période trouvée dans Tycho n'est pas confirmée.

TYC 4884 263 Pour l'instant cette étoile n'a été observée que par un observateur qui a pu observer un minimum d'éclat assez marqué laissant entendre qu'il s'agit d'une binaire à éclipses, mais aucune période n'a pu être déterminée.

Bien que les observations des amateurs n'aient pas encore confirmé beaucoup d'identifications de nos étoiles, nous pouvons cependant préciser que dans le cas de TYC 3627 1580, les observations obtenues entre le 5 octobre 1999 et le 2 février 2000 par le GEOS, combinées avec celles de Tycho obtenues 10 ans plus tôt nous ont permis d'améliorer la précision sur la période de l'étoile, même si le doute persiste encore sur la multiplicité de la période.
La figure 8.9 montre la combinaison des observations de Tycho et du GEOS avec la nouvelle période qui se détache très bien sur le périodogramme de la figure 8.10. Les mesures en V_T ont été combinées avec les observations visuelles sans correction étant donné que les maxima continus se superposent de façon satisfaisante.

8.9 Résultats des identifications

Pour conclure ce chapitre, nous présentons ici un bilan purement statistique des résultats de la méthode, et nous discuterons plus en détails les résultats scientifiques au Chapitre 9. On peut noter pour commencer que 18% des nouvelles étoiles variables de notre échantillon sont des étoiles variables périodiques dont nous avons pu clairement identifier le type de variabilité. A cela s'ajoutent 22% de ces nouvelles étoiles variables qui sont apparemment périodiques mais pour lesquelles il demeure une ambiguité entre plusieurs types (ex : EA/EB ou EB/RR).
Cela nous amène à la conclusion que 40% des nouvelles étoiles variables sont périodiques. Si on compare ce résultat avec ce qui a été obtenu lors de la recherche d'étoiles variables dans les données Hipparcos (cf. tableau 1.6), on constate que Hipparcos avait 2712 étoiles variables périodiques parmi 11595 étoiles suspectées de variabilité, soit 23% d'étoiles périodiques dans tout l'échantillon. Cette valeur est inférieure à celle que nous avons trouvé sur l'échantillon de nouvelles candidates, mais nous allons voir au chapitre suivant que cela peut être dû au fort nombre d'étoiles non clairement identifiées mais pour lesquelles on soupçonne un type de variabilité comme δ Scuti ou SX Phœnicis, ces étoiles présentant des périodes proches de la période de rotation du satellite sur lui-même.
Enfin, parmi notre échantillon de nouvelles étoiles candidates variables, 5% sont non périodiques identifiées comme telles (Irrégulières, Lentes de période $P > 3{,}5$ ans, ...),

4% sont des constantes confirmées, et 51% sont toujours non identifiées. Le fait de ne pas avoir pu identifier les types de variabilité de ces étoiles ne constitue pas une surprise car nous savions que notre échantillon contenait 20% de fausses alarmes. Les 31% restant contiennent des étoiles présentant des problèmes d'échantillonnage temporel qui font que la courbe de lumière n'a pas été correctement couverte pour permettre une identification, ou bien des étoiles qui étaient trop faibles et de courbes de lumière fortement incomplètes.

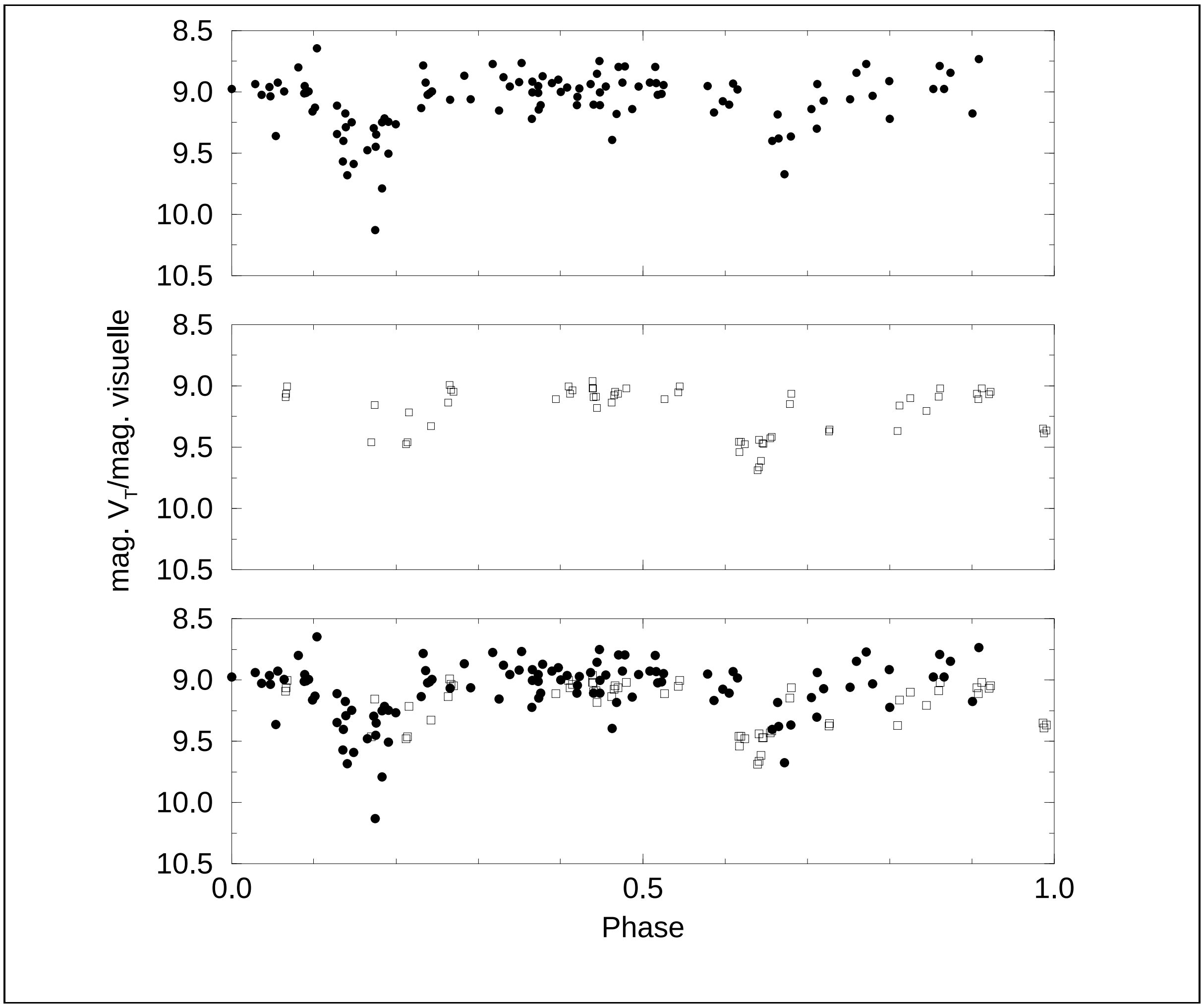


Fig. 8.9 : *Courbe de lumière de TYC 3627-1580-1 avec la période de* 1,875820 *jours. Les mesures de Tycho sont présentées dans le premier panneau, les observations du GEOS sont dans le second et le troisième montre la courbe de lumière des observations combinées.*

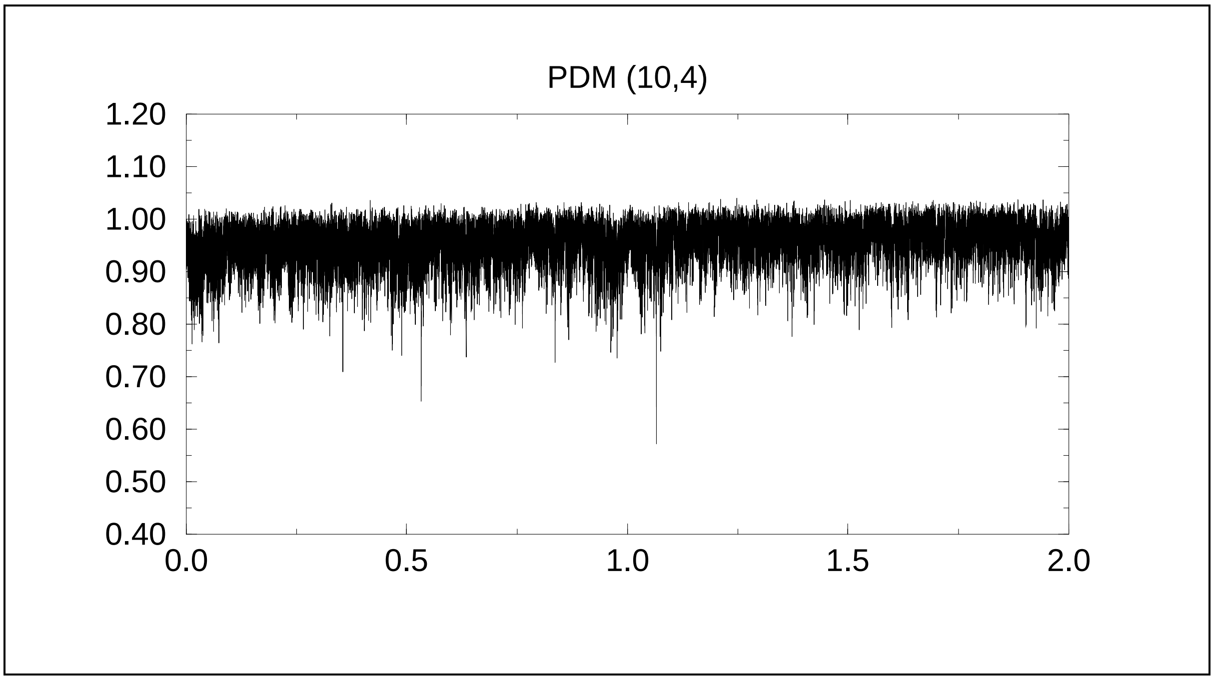


Fig. 8.10 : *Périodogramme de la méthode de Stellingwerf appliquée sur les données photométriques composées de Tycho et du GEOS pour l'étoile TYC 3627-1580-1. Le premier pic à la fréquence* 1,0662 *correspond à la période* 0,9379 *jour et le second pic à la fréquence* 0,5331 *correspond à la période* 1,8758 *jour.*

Chapitre 9

Etude statistique de la variabilité dans le diagramme HR

Dans ce chapitre nous allons aborder l'exploitation globale des résultats de l'identification. Rappelons que nous avons détecté 1091 étoiles candidates variables dans un échantillon de 752 115 étoiles du TPOC dont les bonnes qualités astrométriques et photométriques ont été préalablement contrôlées, échantillon contenant 20% de fausses cnadidates. Nous avons ensuite recherché les étoiles qui étaient périodiques, puis nous en avons identifié les types de variabilité. Nous avons maintenant un sous-échantillon d'étoiles périodiques, un autre de non-périodiques, et un troisième d'étoiles non identifiées (parmis lesquelles se trouvent vraisemblablement les fausses candidates dont nous parlions aux chapitres précédents). Regardons plus en détails ce que contiennent ces sous-échantillons, voyons comment ils complètent la prospection réalisée par le programme Hipparcos et s'ils sont conformes aux prévisions d'avant le lancement.

9.1 Ce qu'apporte notre recherche

Nous traitons séparément l'échantillon de 954 étoiles détectées variables sur la base de leur seuil en T et les 137 étoiles détectées sur la base de leur seuil en $B_T - V_T$ car la stratégie de détection ayant été différente, nous y attendons des types de variabilités différents.

9.1.1 L'échantillon des variables en T

Les 954 étoiles détectées variables en T se décomposent en trois sous-échantillons :

- 579 étoiles périodiques identifiées. Il s'agit d'étoiles pour lesquelles soit on donne la période et le type de variabilité avec certitude, soit la période trouvée est la vraie période, ou bien juste un multiple mais deux types de variabilité sont encore possibles. Il s'agit souvent d'une ambiguïté entre une étoile pulsante ou une binaire à éclipses selon qu'on considère la période ou le double de celle-ci, ambiguïté que la méthode d'identification n'a pas su lever.

- 99 étoiles non-résolues. Ces étoiles sont non-résolues, ce qui signifie soit que le type de variabilité a été identifié et ne nécessite pas de périodicité (on y trouve les lentes irrégulières par exemple), soit que le type de variabilité a été identifié mais que la période n'a pas été retenue pour des raisons soit d'échantillonnage (quand la courbe de lumière ressemble à une EA, mais qu'une seule éclipse a été observée, aucune période n'est acceptée) soit parce que l'étoile est soupçonnée constante (cela représente 16 cas !).
- 276 étoiles non identifiées. Ce sont des étoiles pour lesquelles une incertitude sur l'identification persiste, c'est à dire que les périodes trouvées ne sont pas convaincantes bien que l'étoile paraisse variable, ou que le type le plus probable est incompatible soit avec le type spectral, soit avec la classe de luminosité de l'étoile. Nous avons cependant conservé la période qui nous semblait la meilleure pour envisager d'une part une campagne d'observations afin de vérifier que cette période est effectivement la période de l'étoile, et d'autre part parce que cela nous permettait de fournir une estimation de l'amplitude de la variablité de l'étoile. Cet échantillon est supposé contenir la majeure partie des fausses candidates, mais peut-être aussi des variables éruptives ou irrégulières que nous n'aurions pas identifiées.

9.1.2 Distribution des variables en T par type de variabilité

Le tableau 9.1 résume la répartition des étoiles variables selon leur type de variabilité. Si on le combine avec le tableau 1.6 (page 42), on voit qu'on ajoute 28 nouvelles Céphéides, tous sous-types confondus, aux 273 qui se trouvaient dans Hipparcos, dont 2 nouvellement découvertes ; 48 nouvelles étoiles de type δ Scuti et SX Phœnicis viennent compléter les 108 connues par Hipparcos ; et nous ajoutons encore 33 nouvelles RR Lyræ et 99 nouvelles binaires à éclipses. A la page 41, nous avions reproduit le tableau des estimations du nombre minimal de candidates à découvrir dans Tycho selon Mauder & Høg (1987) et rappelé les conditions dans lesquelles ont été faites ces estimations. Nous avions expliqué alors que le satellite n'avait pas atteint l'orbite prévue mais était resté sur une orbite proche de son orbite de transfert et nous avons vu au fil des chapitres que cela avait eu des incidences sur l'échantillonnage temporel des mesures et sur la variation du bruit de fond aux instants de ces mesures. Comme on pouvait s'y attendre, la détection des étoiles variables dans Tycho a donc été moins efficace que ce à quoi on s'attendait avant le lancement. On peut cependant noter qu'on a trouvé proportionnellement beaucoup moins de Céphéides et de binaires à éclipses que de RR Lyræ et qu'on amène effectivement un nombre important de δ Scuti et de SX Phœnicis. Même si ces valeurs restent inférieures aux prédictions, notre échantillon de nouvelles étoiles variables va nous permettre de mener à bien une étude statistique de la variabilité dans le diagramme HR.

Type	total	dont nouvelles
Variables périodiques	579	272
dont		
Céphéides	5	2
δ Céphéides	55	19
W Virginis	13	7
δ Scuti	35	35
SX Phœnicis	13	10
EA	55	26
EB	86	48
EW	44	25
M	48	1
RRAB	26	19
RRC	18	14
SRA	30	10
SRB	56	11
SRC	27	11
SRD	9	3
Autres variables	59	31
Variables non-résolues	99	40
Variables non-identifiées	276	276

Tab. 9.1 : *Variabilité trouvée dans les observations Tycho sur la base des étoiles détectées variables en T.*

9.1.3 Distributions des amplitudes et des périodes des étoiles variables périodiques détectées en T

Il est intéressant de voir quelles sont les répartitions des amplitudes et des périodes des nouvelles étoiles variables dans le diagramme HR. Nous allons pour cela comparer la distribution des amplitudes et des périodes des étoiles périodiques déjà connues avec celle des nouvelles étoiles périodiques, puis nous ferons de même avec l'échantillon complet d'étoiles variables en T. En avant propos de cette reflexion, nous allons revenir sur la notion d'amplitude détectable dans le cas de Tycho. Si on considère que l'amplitude de variation détectable en fonction de T est équivalente à toute variation supérieure ou égale à l'écart type moyen $\langle\sigma\rangle$, alors la plus petite amplitude détectable en fonction de T peut être représentée par la figure 9.1. On voit que d'une manière générale, les amplitudes trouvées sont effectivement au-dessus de de l'écart type moyen, bien qu'il reste quelques cas d'étoiles brillantes pour lesquelles, soit la solution nous a été soufflée par la littérature, soit nous n'avons pas trouvé la solution et ces étoiles ont été classées non-identifiées ou encore constantes.

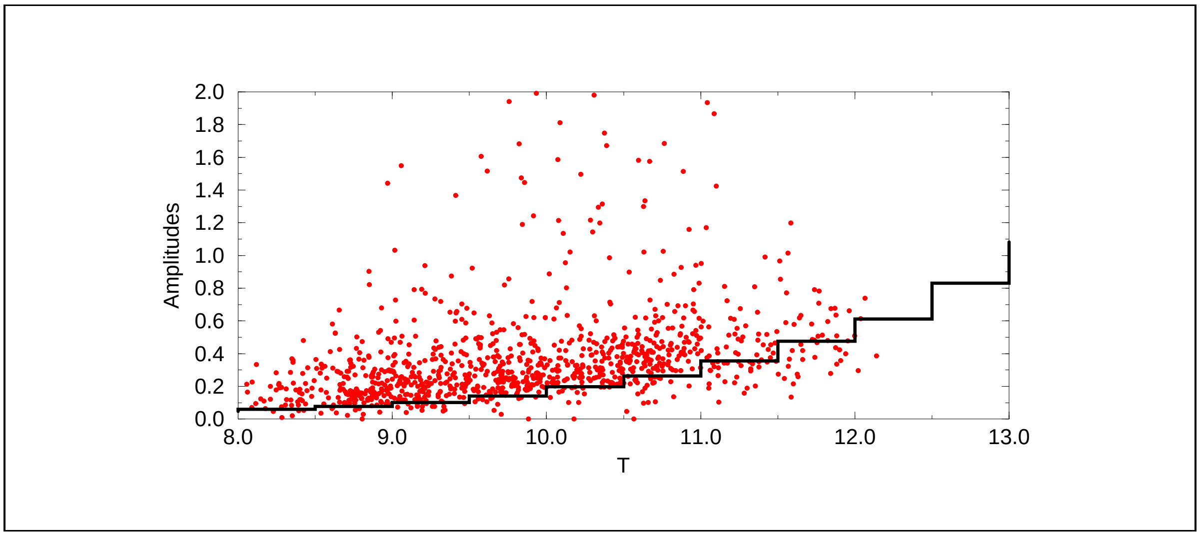


Fig. 9.1 : *Amplitude minimum détectable en fonction de la magnitude T. L'escaliers représente $\langle\sigma\rangle$ en fonction de T. Le nuage de points représente les amplitudes trouvées pour les 1091 étoiles de notre échantillon à l'issue de l'identification.*

Distributions des amplitudes

Les distributions des amplitudes des étoiles périodiques sont représentées sur la figure 9.2. Nous avons séparé les nouvelles étoiles de celles qui étaient déjà connues, et nous donnons aussi la distribution de tout l'échantillon d'étoiles périodiques. On remarque deux choses

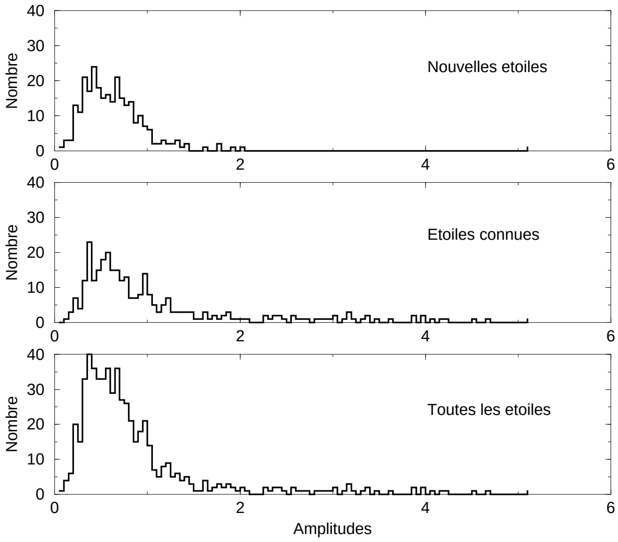


Fig. 9.2 : *Distribution des amplitudes de l'échantillon d'étoiles périodiques.*

sur cette figure. La première est qu'on obtient une coupure assez franche (à l'exception de quelques cas correspondant à des étoiles brillantes) pour les amplitudes inférieures à $\sim$ 0,2 $-$ 0,3 magnitude. Cette coupure apparaissant à la fois dans la distribution des nouvelles étoiles périodiques et dans celle des déjà connues est le reflet de la limite de détection dans les observations Tycho. En effet, si on se reporte à la figure 7.7 (page 120) et à la figure 9.1, on voit que dès la magnitude $T = 10$ l'erreur sur les observations est déjà de 0,2 magnitude et l'amplitude minimum détectable de 0,4 magnitude. La seconde chose remarquable est qu'on a une distribution quasiment uniforme des amplitudes au-delà de 1,5 pour les étoiles connues, où se trouvent les Céphéides, les semi-régulières, les Miræ et autres étoiles variables à grande amplitude, tandis qu'on n'a pas trouvé de nouvelle étoile périodique ayant une amplitude supérieure à 1,5 magnitude. Ceci confirme ce que l'on a déjà mentionné plus haut, à savoir que les étoiles variables de grande amplitude étaient aisément détectables sur les plaques photographiques et qu'elles sont par conséquent toutes connues. En revanche on a un grand nombre d'étoiles variables de petites amplitudes (inférieures à 1 magnitude) parmi les étoiles connues, et cet effet est accentué dans les nouvelles étoiles périodiques. Eyer (1998) avait montré que les amplitudes présentaient un pic encore plus important en-dessous de 0,1 magnitude dans les données Hipparcos, mais ces amplitudes ne sont bien entendu pas accessibles dans Tycho.

Distributions des périodes

La distribution des périodes des nouvelles étoiles périodiques comparée avec celle des étoiles connues (Fig. 9.3) nous permet de faire plusieurs remarques. Pour commencer,

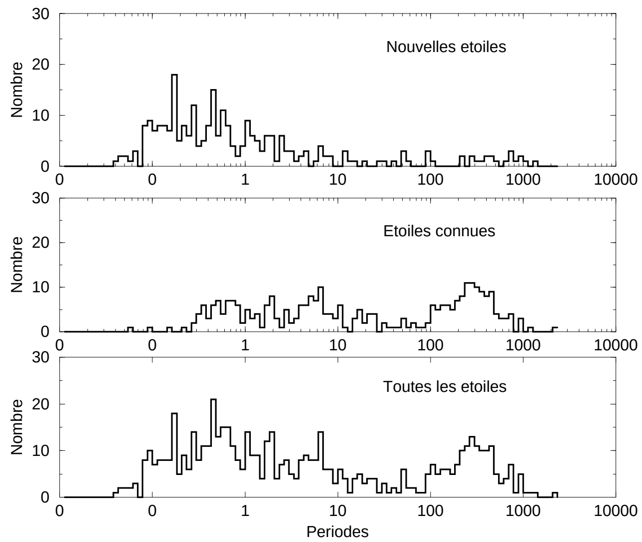


Fig. 9.3 : *Distribution des périodes de l'échantillon d'étoiles périodiques.*

nous voyons que nous apportons relativement peu de nouvelles variables à longues périodes ($P > 100$ jours), ce qui est en parfait accord avec le fait que beaucoup d'étoiles variables à longues périodes ont aussi de grandes amplitudes et que celles-là sont déjà connues. De même, la contribution de Tycho pour les étoiles variables entre 2 et 100 jours demeure relativement peu importante pour des raisons similaires au cas précédent. En revanche, et comme l'avait déjà remarqué van Leeuwen (1997) dans les données Hipparcos, Tycho apporte un bon nombre d'étoiles variables avec des périodes aux alentours de 1 jour, intervalle de période que l'on peut presque qualifier de dépeuplé dans les étoiles précédemment connues pour des raisons évidentes. La contribution de Tycho à la détection des étoiles variant en moins d'une journée est remarquable et vient du nombre important de variables pulsantes de types δ Scuti, SX Phœnicis et RR Lyræ identifiées ainsi que de binaires à éclipses de courtes périodes comme les EW. Enfin, lorsqu'on regarde vers les courtes périodes, on remarque une coupure autour de 0,08 jour, valeur de la période de rotation du satellite sur lui-même. Des étoiles ont malgré tout été identifiées avec des périodes plus courtes, mais par précaution nous nous sommes refusés à garder les périodes proches de 0,08 jour. Par contre on a un excès d'étoiles avec des périodes autour de 0,16 jours, ce qui pourrait nous faire penser que certaines étoiles que l'on a classé EW:DSCT ou EW:SXPHE par exemple, pourraient soit être de vraies SX Phœnicis avec la demi-période que l'on s'est refusé à accepter, soit être de véritables EW avec cette période, dont la courbe de lumière ne nous a pas convaincu, ou encore n'être que des alias qui n'auraient pas été éliminés. Ce phénomène pourrait avoir des conséquences sur le nombre de SX Phœnicis et de β Céphéides que l'on annonce, peut-être au détriment du nombre de binaires à éclipses à courtes périodes.

9.1.4 Distributions des amplitudes et des périodes de toutes les étoiles variables en T

Nous allons maintenant regarder ce que deviennent ces distributions lorsqu'on prend l'échantillon complet d'étoiles variables détectées en T. Rappelons tout d'abord que l'échantillon complet est constitué des étoiles périodiques, des étoiles non-résolues, et des étoiles non identifiées parce que la courbe de lumière correspondant à la meilleure période n'était pas convaincante. Parmi celles-ci doivent se trouver les fausses alarmes. Pour ces étoiles non identifiées, nous avons cependant gardé une période suspectée et une amplitude de variation. Cette période suspectée est conservée car soit nous avons refusé la solution parce que la courbe de lumière n'était pas convaincante (par exemple quand une éventuelle binaire à éclipse n'aurait été observée que deux fois pendant l'éclipse), soit parce qu'elle n'est pas significative et que la courbe lumière semble dominée par le bruit. Cependant, dans tous les cas, la période suspectée que nous avons obtenue sert de période de référence pour la campagne d'observations complémentaires menées par les amateurs.

Distributions des amplitudes

Quand on regarde la distribution des amplitudes de l'échantillon complet (Fig. 9.4) en séparant les étoiles connues des nouvelles, on constate que les allures de ces distributions sont très semblables à celles du cas seulement périodique, à ceci près qu'on a deux variables de grandes amplitudes parmis les étoiles non identifiées, et que la coupure aux amplitudes faibles est beaucoup moins nette. Le dernier point s'explique par la présence d'étoiles

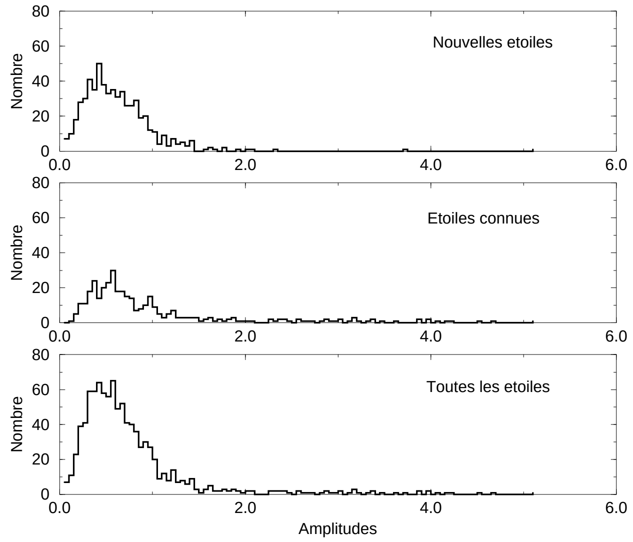


Fig. 9.4 : *Distribution des amplitudes de l'échantillon complet.*

de très faibles amplitudes que nous n'avons donc pas pu identifier et qui sont soit des variables d'amplitudes trop faibles pour Tycho, on peut penser aux α Canum Venaticorum par exemple, soit tout simplement des fausses alarmes.

Distributions des périodes

La distribution des périodes de l'échantillon complet montre plusieurs caractéristiques des résultats de la méthode d'identification (Fig. 9.5). En effet, si la distribution pour les étoiles connues demeure semblable à celle que nous avions pour les étoiles seulement périodiques (aux variables irrégulières près, auxquelles sont associées de très longues périodes), en revanche la distribution des périodes des nouvelles étoiles présente un excès très important du côté des périodes inférieures à un jour ainsi que vers 1200 jours. Du côté des longues périodes, nous observons un artefact de la méthode, car pour beaucoup d'étoiles non périodiques, de type LB ou semi-régulières par exemple, le meilleur ajustement de la courbe de lumière était obtenue en prenant la totalité du temps d'observation. On obtient donc un certain nombre de pseudo-périodes qui tournent autour de 1200 jours. En effet, pour les étoiles soupçonnées d'être des LB par exemple, une période aux alentours de la durée de la mission indique que si l'étoile devait être trouvée périodique, ça serait vraisemblablement avec une période supérieure à trois ans et demi. Du côté des courtes périodes, nous observons l'accumulation de variables non-identifiées présentant des périodes plus courtes que 0,25 jour. On remarquera aussi que l'excès d'étoiles aux alentours de 0,16 jour ne disparait pas, même s'il devient moins significatif. Dans ces cas là, le type de variabilité de ces étoiles n'ayant pas été identifié, les périodes que nous avons conservées ne

doivent pas être considérées comme des périodes définitives, mais comme une indication d'un possible signal périodique comme base de travail pour les prospections à venir.
Cet échantillon d'étoiles suspectes de périodes inférieures à 0,25 jour contient certainement encore de vraies étoiles périodiques dont l'amplitude de variation était trop faible comparativement au bruit dans les observations pour que l'on puisse accepter les solutions. Il faudra donc obtenir pour ces étoiles des observations complémentaires. Certaines de ces étoiles ont été confiées aux amateurs et sont actuellement surveillées.

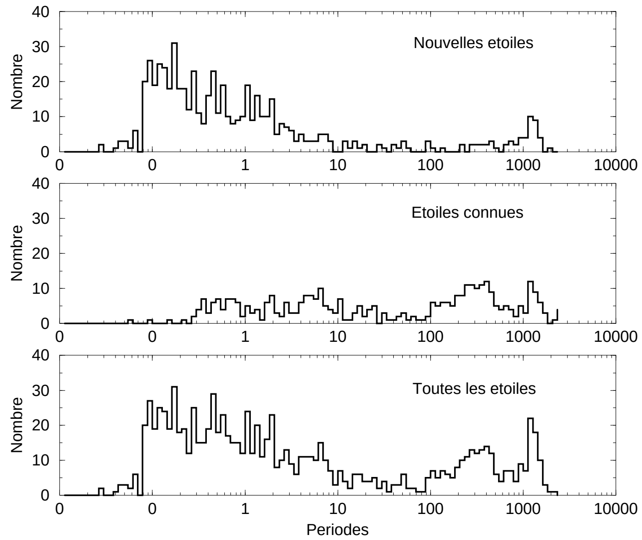


Fig. 9.5 : *Distribution des périodes de l'échantillon complet.*

9.1.5 Les variables en T dans le diagramme HR

On peut maintenant regarder où se positionnent les étoiles détectées variables en T dans un diagramme HR (qui dans notre cas sera un diagramme des mouvements propres réduits) en regardant les figures 9.6 et 9.7 et en les comparant aux figures 8.4 et 8.6. Sur la figure 9.6 sont représentées les étoiles variables périodiques que nous avons identifiées. Si on compare les positions qu'occupent les types d'étoiles variables sur cette figure et sur la figure 8.4, on ne constate pas de fortes dissemblances. En effet, par exemple, les deux nouvelles elliptiques (ELL), qui sont représentées par des etoiles pleines bleues foncées, sont placées juste à coté de celle qui était précédemment connue. Les nouvelles β Cephéides (losanges rouges) se trouvent en haut à gauche, comme on pouvait s'y attendre. Sur la figure 8.6, les Cépheides de type II ou W Virginis (cercles pleins noirs) précédemment connues occupaient la zone où on les attendait, à l'exception d'une CW en bas à gauche. Les nouvelles W Virginis se positionnent globalement aussi là où on les attend, mais on a aussi deux membres qui sont placés très à gauche du côté de la séquence principale, ainsi que deux autres qui sont très à droite du côté des semi-régulières. On remarque que les

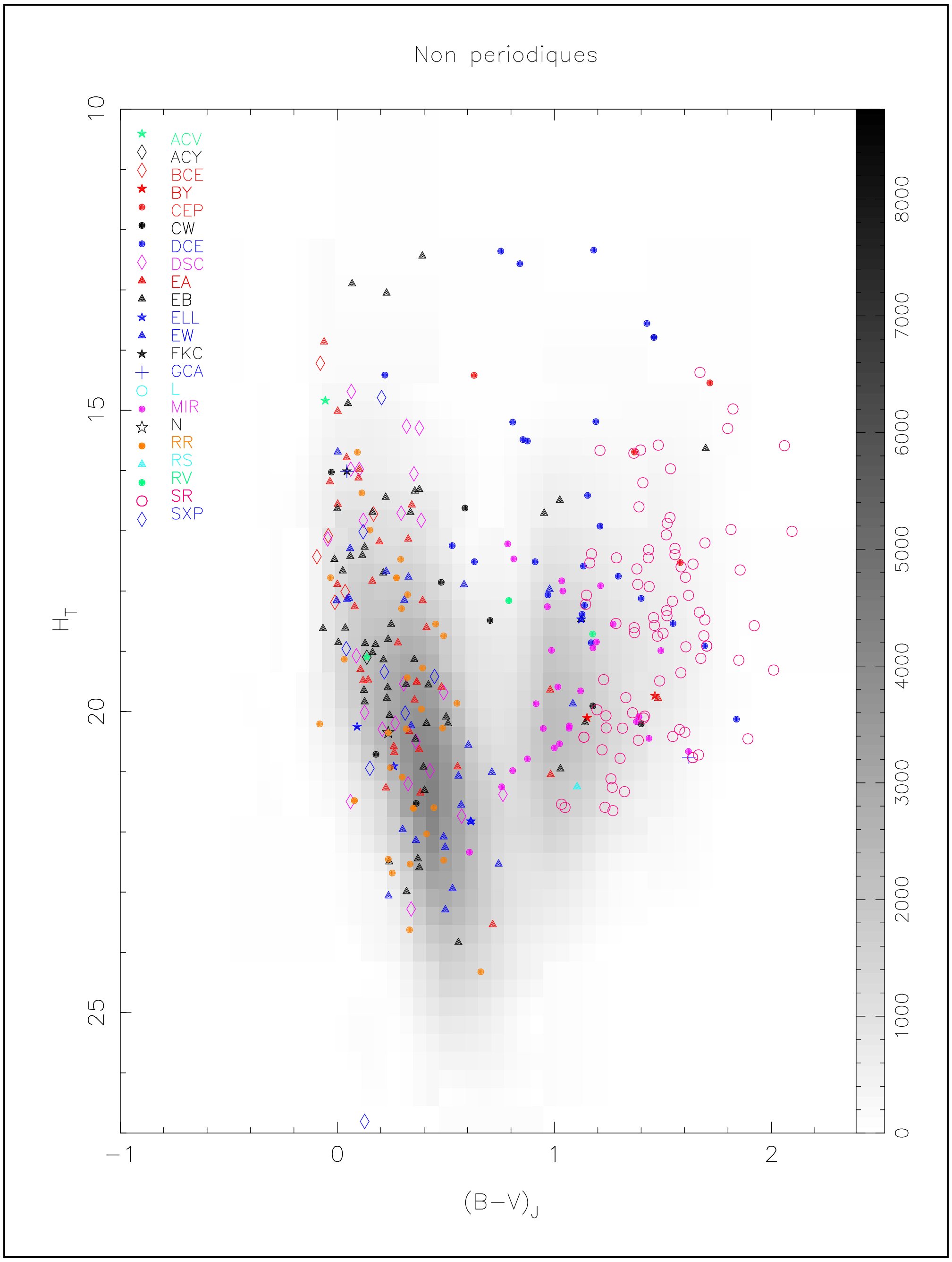


Fig. 9.6 : *Diagramme des mouvements propres réduits construit avec les étoiles périodiques identifiées. Nous avons mis ensemble les étoiles déjà connues et les nouvellement identifiées. Les mouvements propres réduits du RPDM sont ici majorés de 15 comme on l'a vu à la page 132.*

Céphéides de type CEP ainsi que celles de type δ Cepheides, s'étendent également loin dans la zone des semi-régulières, ceci venant certainement d'un effet de rougissement. De plus un certain nombre des nouvelles δ Cepheides ne disposant pas de mouvement propre n'apparaissent pas sur la figure. Si on s'interresse maintenant aux δ Scuti (losanges bleus)

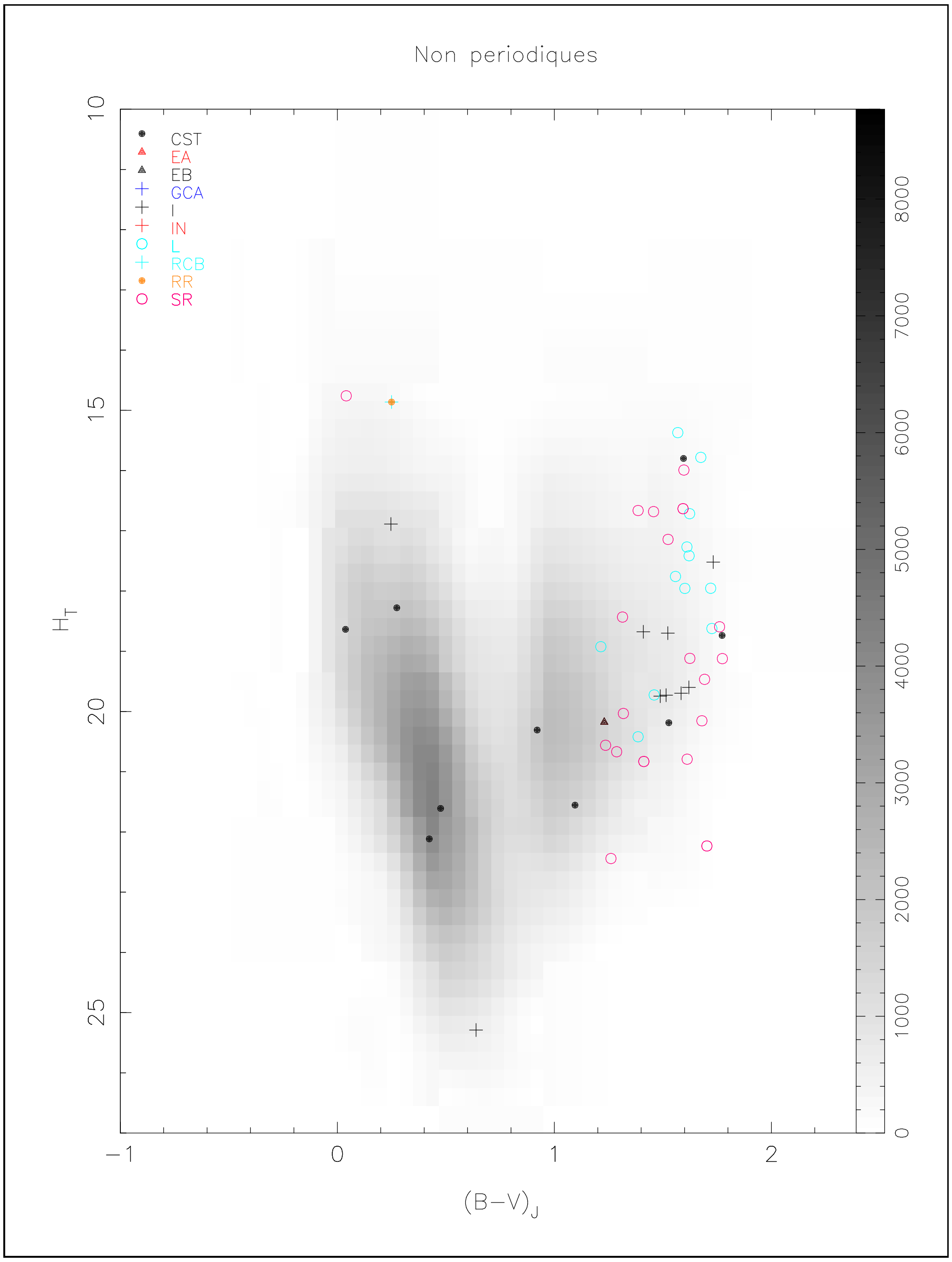


Fig. 9.7 : *Diagramme des mouvements propres réduits construit avec les étoiles non-résolues, mais cependant identifiées. On notera l'étoile classée semi-régulière par Hipparcos et par notre recherche dont l'indice de couleur est proche de 0. Cette étoile, dont la variation pourrait avoir une période supérieure à 972 jours, appartient certainement à un autre type de variables à longues périodes mais les courbes de lumières de Tycho, comme de Hipparcos, ne permettent pas de le préciser. Les mouvements propres réduits du RPDM sont ici majorés de 15 comme on l'a vu à la page 132.*

et aux SX Phœnicis (losanges roses), on remarque que la distinction cinématique entre les deux populations est moins nette que dans le cas des connues. Cela signifie que pour ces deux types d'étoile, la valeur de la période a prévalu sur les composantes cinématiques et qu'il demeure peut-être dans quelques cas des confusions entre les deux types. Celles-ci auraient peut-être été levées en ajoutant les positions des étoiles dans la Galaxie dans la méthode du maximum de vraisemblance, voire en ajoutant un modèle réaliste de galaxie prenant en compte l'existence des disques mince et épais et du halo, mais nous n'avons pu explorer cette piste plus avant.

En ce qui concerne les nouvelles binaires à éclipses, on peut constater qu'elles occupent des régions très semblables à celles occupées par les binaires à éclipses connues, remarque qui est aussi valable pour les Miræ (cercles pleins lilas), pour les RR Lyræ (cercles pleins oranges) et pour les semi-régulières (cercles évidés roses).

La figure 9.7 montre les variables non-résolues, c'est à dire de période indéterminée mais cependant de type identifié. On y retrouve essentiellement les étoiles rouges à longues périodes dont on a déjà parlé. Il y a des semi-régulières pour lesquelles nous n'avons pas trouvé de période, soit que celles-ci ne sont pas périodiques, soit que l'échantillonnage temporel nous aura été défavorable. Les irrégulières lentes (L) sont des étoiles non périodiques ou dont la période éventuelle est très supérieure à la durée de la mission de Hipparcos, l'exploration visuelle de la courbe de lumière les amène naturellement parmis les étoiles variables non-résolues mais identifiées. On voit aussi la répartition des étoiles identifiées comme constantes se dispersant aléatoirement sur la figure. Ces étoiles présentent des courbes de lumières dans lesquelles aucun signal périodique n'a pu être trouvé, ou en tout cas pas avec une amplitude convenablement supérieure au bruit, ce qui n'exclut pas de la variabilité à très faible amplitude.

Pour finir, nous présentons un histogramme des nouvelles étoiles variables, périodiques ou non (Fig. 9.8), sur lequel on peut voir une distribution légèrement différente de celles produites pour Hipparcos (Eyer, 1998), reproduites en les figures 9.9 et 9.10. En effet nous n'avons trouvé qu'une étoile de type α Canum Venaticorum, qui sont des étoiles d'amplitudes trop faibles pour Tycho (42 nouvelles découvertes dans Hipparcos). La proportion d'étoiles soupçonnées binaires à éclipses restant à confirmer est importante dans Tycho tandis que dans les nouvelles étoiles variables de Hipparcos, les binaires à éclipses ont été trouvé avec un meilleur niveau de confiance, en n'en laissant que très peu à confirmer. Enfin, nous trouvons beaucoup moins d'irrégulières (I) et de lentes (L) qu'il n'en a été trouvées dans Hipparcos. Ceci résulte du fait que la moindre qualité des données nous a certainement fait douter de ce genre de courbe de lumière, nous conduisant à reléguer ces étoiles dans la catégorie « ? » des étoiles non-identifiées. Cependant nous amenons une fraction raisonnable d'étoiles variables identifiées avec certitude en particulier sur les étoiles à courtes périodes dont les amplitudes typiques sont supérieures au bruit dans les observations, comme les RR Lyræ, bon nombre de δ Scuti et de SX Phœnicis, et les semi-régulières.

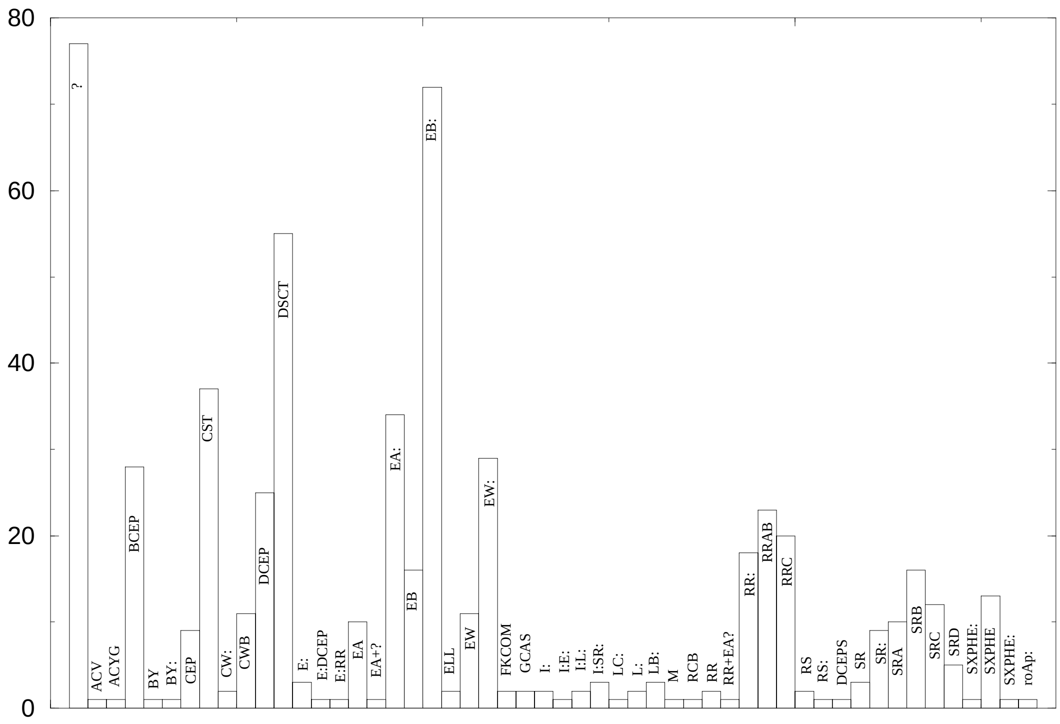


Fig. 9.8 : *Histogramme des types de variables pour les 588 nouvelles étoiles variables.*

9.1.6 Variables en T préalablement connues et reclassées

Nous allons présenter maintenant quelques variables qui étaient connues dans Simbad, ou dans Hipparcos, et pour lesquelles les observations Tycho suggèrent un reclassement (tableau 9.2). Le type donné par le GCVS est le plus ancien, on donne aussi le type donné par Hipparcos et on peut les comparer au type que nous proposons par notre recherche. On trouve plusieurs cas de figures. Certaines étoiles étaient classées LB dans le GCVS et Hipparcos avait plutôt proposé le type SR. Nous avons souvent pu préciser le sous-type SRA, SRB ou SRC. Certaines étoiles étaient des EA dans le GCVS et tandis que Hipparcos les avaient reclassées EB, nous revenons sur le type EA. En effet, sur les 11 901 étoiles retenues pour analyse dans Hipparcos, 5513 ont été retenues sur des critères de qualité comme le rapport signal sur bruit de la courbe de lumière ou la qualité de l'ajustement de celle-ci. Chaque courbe de lumière de ces 5513 étoiles a été visualisée et pour chaque solution, une décision manuelle a été prise. Les solutions acceptées automatiquement représentent cependant 80% des solutions non erronées lors de la première itération (cf. Eyer (1998, page 128). Nous avons contrôlé visuellement les 1091 courbes de lumières

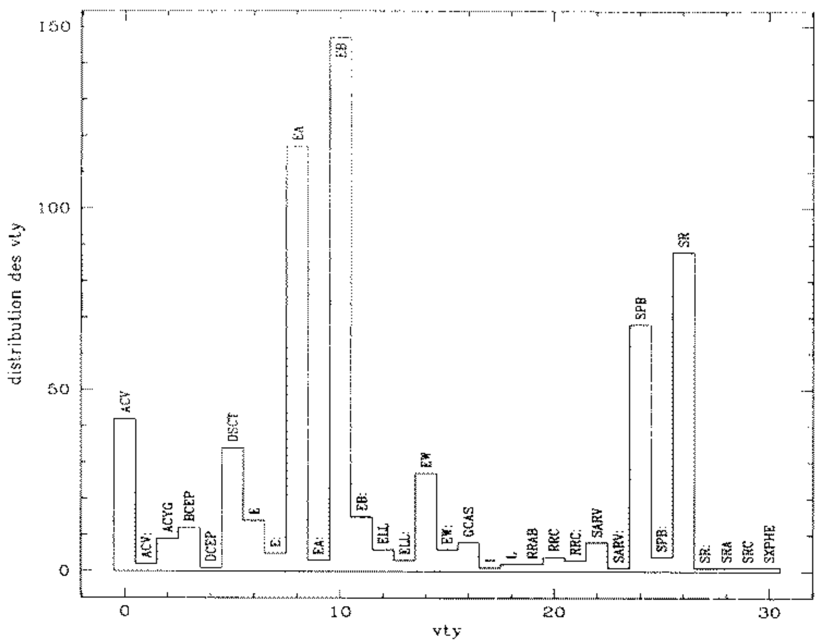


Fig. 9.9 : *Histogramme des types de variables pour les 636 nouvelles étoiles variables périodiques trouvées dans Hipparcos (Eyer, 1998).*

de notre échantillon, et avant d'accepter un type de variabilité pour celles que nous avons reclassées, nous avons constaté que ces étoiles présentent des éclipses qui sont très bien définies en phase, ce ne sont donc pas des systèmes aussi serrées que des EB.
On peut noter enfin l'étoile TYC 973 1275 1 pour laquelle Hipparcos a conservé le type constant CST, alors que nous confirmons qu'il s'agit d'une SRD (Fig. 9.11), comme cela a déjà été proposé par Berdnikov (1998) et l'étoile TYC 2649 168 1 que Hipparcos avait classée I, alors que nous y voyons une EA (Fig. 9.13). Cette dernière étoile vient cependant d'être mentionnée dans le GCVS 2001 (non encore publié officiellement) [1] comme étant suspectée α Cygni. Or nous avons vu au chapitre 1 que ces étoiles sont difficilement observables dans notre cas, étant donné la pauvre qualité des données de Tycho. Cette étoile est donc un cas difficile à surveiller.

9.1.7 Semi-régulières à courtes périodes

Dans les différents relevés de recherche de microlentilles, ainsi que dans Hipparcos, il est apparu des étoiles semi-régulières, c'est à dire des étoiles de type spectraux K et surtout M, présentant des périodes inférieures à 10 jours. Ces courtes périodes sont interprétées comme étant le résultat de pulsations sur des harmoniques élevées (Koen & Laney, 2000).

[1] ftp ://ftp.sai.msu.su/pub/groups/cluster/gcvs/gcvs/iii/GCVS.DAT

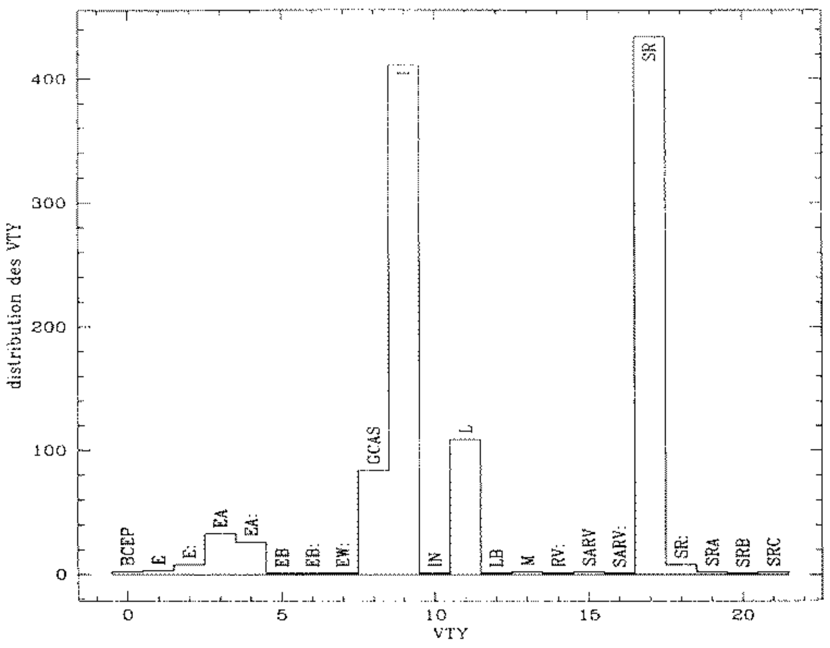


Fig. 9.10 : *Histogramme des types de variables pour les 1134 nouvelles étoiles variables du catalogue des étoiles non-résolues de Hipparcos, ayant une classification (Eyer, 1998).*

Pour les 17 étoiles du tableau 9.3, nous avons aussi trouvé des périodes courtes dont la courbe de lumière était très convaincante, et les avons classées semi-régulières dans notre identification.

9.1.8 Quelques cas intéressants

On peut noter qu'on ajoute une nouvelle étoile de type R Coronæ Borealis aux 26 membres déjà connus dans le GCVS. Sa courbe de lumière est montrée sur la figure 9.15. Bien entendu cela ne signifie pas que ce soit la seule étoile de ce type dans les données Tycho. En effet, la signature de la chute d'éclat n'est pas forcément détectée par les algorithmes de recherche de périodes, et les courbes de lumière de ce type deviennent difficilement identifiables. Il peut donc en rester dans les étoiles non identifiées, dans les non-résolues que nous avons classé I si l'échantillonnage ne permet pas l'identification.
Les 33 nouvelles RR Lyræ vont venir compléter les quelques 300 RR Lyræ connues de magnitude inférieure à 12. Avec les 19 nouvelles δ Céphéides, ces étoiles constituent un échantillon conséquent pour améliorer la précision des relations de calibration des étalons de distance dans le voisinage solaire (En particulier les relations Périodes-Luminosité-couleur, voire métallicité). Il serait interressant de regarder comment se repartissent ces nouvelles Céphéides en déterminant plus précisément si elles oscillent sur le mode fondamental ou sur un mode harmonique et de quelle manière la population de chacun de ces

TYC			Type Hipparcos	Type GCVS	notre Type
860	565	1	SR	LB	SRC
973	1275	1	CST	CST :	SRD
1015	2091	1	-	LB	SRD :LB
1399	8	1	-	LB	SRC
1441	1705	1	LB	LB	SRC(LB)
1632	1488	1	SR	SRB :	SRB
1863	1639	1	SR	SR	SRC
2554	1272	1	L	SRB	SRB
2649	168	1	I	-	EA
2649	507	1	SR	LB	SRB
2721	264	1	L	SRB	SRB
2794	14	1	SRA	SRA	SRB
2833	1436	1	EW/DW :	EW/DW :	EA :(EW)
3152	40	1	-	EA	EA
3325	104	1	-	SR	SRD :LB
3377	168	1	L	SRB	SRs
3389	1761	1	SR	-	SRB
3502	168	1	SR	LB	SRA
3988	1641	1	L	SRC	SRC
4281	114	1	L	SRC	SRC
4362	180	1	EB/KE	EB/KE	EA :EB
4391	1457	1	I	-	BY :
5784	638	1	-	LB :	SRB :LB :
6199	618	1	-	IA	INA
6421	1899	1	-	LB	SRB
7050	937	1	-	LB	SRA
7074	834	1	I	-	SRB
7166	2619	1	DCEP :	DCEP :	DCEP
7207	1702	1	I	-	SRB
7365	1115	1	EB	EA/DM	EA
7419	244	1	-	SR	SRA
7435	1282	1	-	EA/DS	EA
7911	986	1	SR	-	SRA
8033	204	1	-	LB :	SR
8204	1050	1	-	EA/SD :	EA
8212	1230	1	-	SRB :	SRB
8310	662	1	-	EA/SD	EA
8390	625	1	EB	EA/D	EA
8442	1011	1	I	-	SRB(I?)
8491	101	1	SR	-	SRC
8562	934	1	EB	-	EA :EB
8645	335	1	EB	EA/DM	EA
8664	472	1	-	LB	SR
8737	2441	1	-	EA/SD	EA
8788	1766	1	L	SRB	SRB :L :
9148	1832	1	SR	-	SRB
9152	1800	1	SR	-	SRC
9456	576	1	I	-	SRC
9478	112	1	I	-	L :SRC :
9507	2026	1	SRA	SRA	SRA(M)

Tab. 9.2 : *Etoiles dont le type de variabilité à changé entre le GCVS, Hipparcos et notre recherche.*

sous-groupes est différente de la distribution observée dans les nuages de Magellan et dans les autres galaxies du Groupe Local. Il sera nécessaire pour cela d'obtenir des observations photométriques de bonne qualité pour ces étoiles. Un éventail de courbes de lumière par type de variabilité est présenté en Annexe D. On peut y voir que si l'identification des étoiles a pu être possible, non sans difficulté, en revanche une exploitation scientifique de ces courbes de lumière est illusoire tant les incertitudes sur les mesures individuelles sont

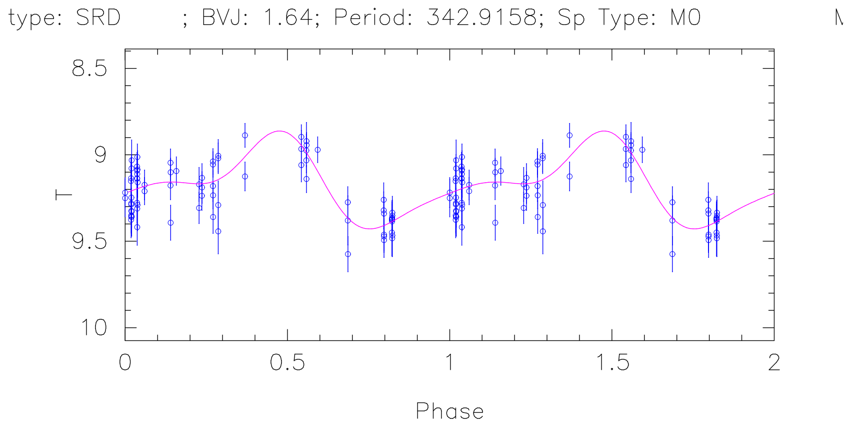


Fig. 9.11 : *Etoile classée constante reclassée SRD.*

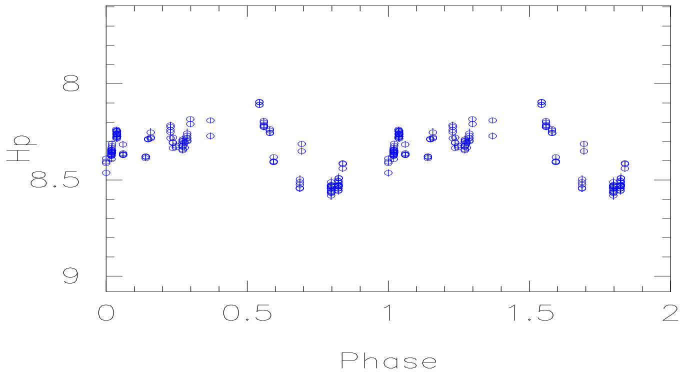


Fig. 9.12 : *La même étoile avec les mesures Hipparcos repliées en phase, la période est identique à celle de la figure 9.11*

importantes.

9.1.9 Quelques réserves

Les étoiles détectées variables qui se trouvent à proximité d'un amas ont été plus difficiles à identifier que les autres. Il semble que toutes les perturbations liées aux champs denses n'aient pas toujours pu être évitées.
On peut noter aussi que certaines étoiles Miræ connues n'auraient pas été trouvées par notre recherche, pour la simple raison que les courbes de lumières étaient parfois très incomplètes. N'ayant que le sommet de la courbe parmi les mesures acquises et uniquement des censures de détections pendant parfois des mois, les algorithmes de recherche de périodes ne trouvaient pas systématiquement la période. Il n'est donc pas impossible que des étoiles à longue période, à grande amplitude mais dont la vraie magnitude moyenne se trouve au-delà de la limite de détection de Hipparcos, se cachent encore dans les étoiles non-identifiées du fait de ces problèmes d'échantillonnage.

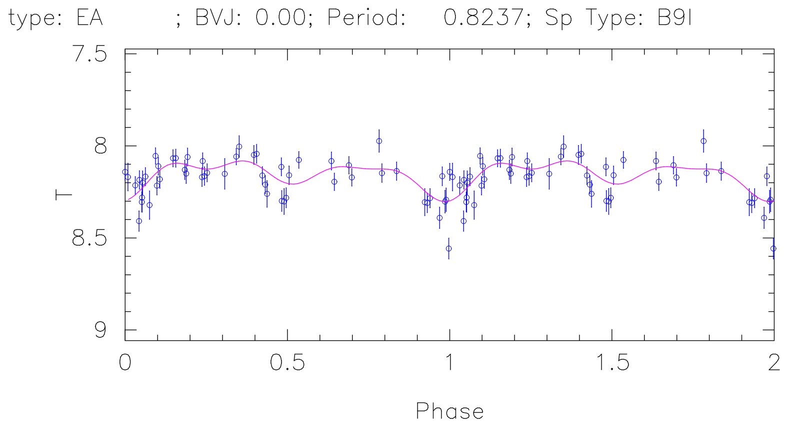


Fig. 9.13 : *Etoile classée I reclassée EA dans notre recherche, mais appartenant peut-être à une autre classe d'étoile variable.*

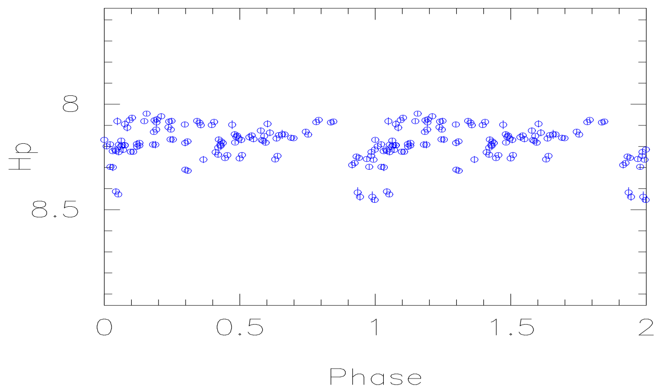


Fig. 9.14 : *La même étoile avec les mesures Hipparcos repliées en phase, la période est identique à celle de la figure 9.13*

On peut noter enfin que la seule information sur le type spectral que nous ayons trouvé pour un grand nombre de ces étoiles provient de SIMBAD. Or nous avons pu constater que ce type spectral n'était pas toujours en accord avec l'indice de couleur de l'étoile. Cela nous a parfois géné lors de l'identification lorsque l'allure de la courbe de lumière était compatible avec un type de variabilité et l'indice de couleur, mais pas avec le type spectral, ou l'inverse.

9.1.10 L'échantillon des variables en $B_T - V_T$

Nous présentons maintenant l'échantillon de candidates variables détectées selon leur seuil en $B_T - V_T$. Il est important de rappeler que ces étoiles ne sont pas déjà variables en T (à l'exception de quatre d'entre elles qui se sont retrouvées variables avec les deux tests par hasard après correction du seuil au chapitre 6).

L'échantillon des variables en $B_T - V_T$ contient beaucoup moins d'étoiles variables iden-

TYC			Période	Type
1092	1269	1	9.842250	SRB
1632	1488	1	6.148979	SRB
1932	1638	1	6.623443	SRB
2035	346	1	102.90000	SRD :2.17
3063	1801	1	4.550311	SRD :CEP :
3377	168	1	8.599859	SRs
3567	1285	1	4.245543	SRBs
3844	733	1	7.793036	SRBs
4861	451	1	6.840887	SRB
4938	44	1	2.437121	SRD
5209	1265	1	9.640091	SRC(P ?)
5433	2157	1	1160.000000	SRC :14.5
5882	950	1	6.313756	SRC
7146	1719	1	1371.366610	SRD :2.74
7990	374	1	4.307980	SR
8033	204	1	7.157612	SR
8491	101	1	6.566578	SRC

Tab. 9.3 : *Etoiles variables rouges à courtes périodes. La deuxième colonne donne la période que nous avons conservé pour ces étoiles et dans la troisième colonne nous donnons le type supposé de la variable parfois suivi d'une autre période que nous aurions pu sélectionner.*

tifiées que l'échantillon des variables détectées sur T. En effet, en cherchant les étoiles d'indices de couleur variables, on s'attend à trouver d'autres types de variabilité, comme les étoiles présentant essentiellement des activités chromosphériques, qui sont souvent irrégulières. On attendait quelques Céphéides, Miræ et semi-régulières de faible amplitude mais dont le changement de température aurait fait varier $B_T - V_T$ puisque nous avions quelques candidates connues détectées en $B_T - V_T$ alors qu'elles ne l'avaient pas été en T, comme on peut le voir sur le tableau 9.4. Pour les binaires, on aurait pu s'attendre à détecter des systèmes serrés ne s'éclipsant pas forcément, mais dont les effets de marée auraient engendré des variations de température. On a effectivement trouvé 2 nouvelles étoiles suspectées Céphéides. On n'a pas de binaire à éclipses certaine, même s'il y a quelques candidates dans l'échantillon d'étoiles à confirmer. Ceci s'explique par le fait que la courbe de lumière construite avec $B_T - V_T$ est beaucoup plus bruitée que celle obtenue avec T alors que les amplitudes de variation de l'indice de couleur sont en général plus petites que dans les bandes photométriques. De plus, beaucoup d'étoiles détectées variables en $B_T - V_T$ ont un B_T très faible et sont donc très affectées par la censure de magnitude, rendant l'indice $B_T - V_T$ très peu significatif, ce qui pourrait expliquer qu'on ait si peu d'information dans les courbes de lumière de bon nombre de ces étoiles. Les méthodes de recherche de périodes ont donc eu beaucoup plus de difficultés à détecter du signal dans ces courbes de lumières.

Les 137 étoiles détectées variables selon leur seuil en $B_T - V_T$ se décomposent en trois

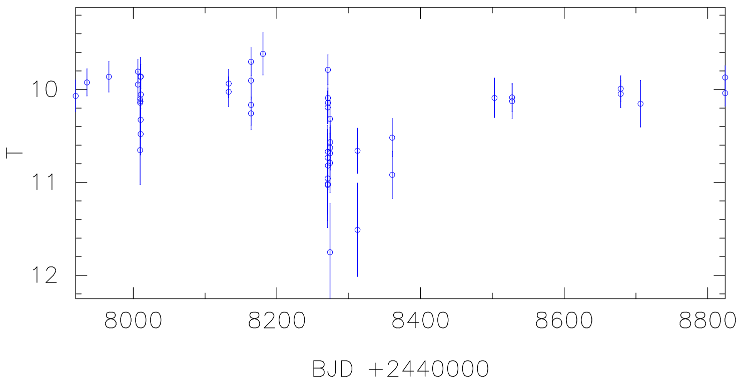


Fig. 9.15 : *Courbe de lumière de la nouvelle étoile de type R Coronæ Borealis.*

sous-échantillons :

- 6 étoiles variables périodiques. Il s'agit d'étoiles pour lesquelles la période est convaincante et soit le type de variabilité est identifié, soit il reste une ambiguïté entre deux types.
- 20 étoiles variables non résolues. Ces étoiles sont soit non périodiques bien qu'un type de variabilité soit soupçonné, soit probablement constantes.
- 111 étoiles non-identifiées. Cet échantillon contient des étoiles pour lesquelles aucun type de variabilité n'a pu être déterminé, bien que ces étoiles paraissent variables. Nous avons cependant conservé la période qui nous semblait la plus convaincante afin de la faire confirmer ou infirmer par des campagnes d'observation.

9.2 Conclusion et perspectives

9.2.1 Conclusion de ce travail

Notre travail de détection et de classification des étoiles variables dans les données photométriques de Tycho nous a permis de démontrer qu'il était possible de détecter des étoiles variables dans les grands relevés jusqu'à une magnitude limite proche de la limite de détection des instruments moyennant quelques précautions.

Il a été nécessaire de modéliser le plus précisément possible le processus d'acquisition, afin d'appréhender au mieux les causes de fluctuations des observations relevant du processus d'acquisition. Dans le cas de Tycho, cela consistait en particulier à modéliser les cas de censures dans les observations en tenant compte de la variation du bruit de fond, puis à utiliser une statistique basée sur la loi de Poisson puisque les erreurs sur les mesures dans Tycho ne suivaient pas une loi gaussienne.

Type	total	dont nouvelles
Variables périodiques	6	3
dont		
BY :	1	1
DCE	3	2
M	2	0
Variables non-résolues	20	19
CST	15	15
I	1	1
L	2	2
LB	1	0
SR	1	1
Variables non-identifiées	111	111

Tab. 9.4 : *Variabilité trouvée dans les observations Tycho sur la base des étoiles détectées en* $B_T - V_T$.

Nous avons ainsi pu construire un test statistique adapté à la qualité des données. Nous l'avons fait fonctionner sur la magnitude T qui présentait l'avantage d'être moins bruitée que B_T ou V_T pris séparément et pour laquelle on pouvait bien corriger les effets de la censure. Nous l'avons aussi fait fonctionner sur l'indice de couleur $B_T - V_T$ dans l'espoir de trouver des étoiles variables supplémentaires, bien que l'indice de couleur soit beaucoup plus soumis aux fluctuations statistiques et beaucoup plus difficile à corriger des effets de la censure.
Puis nous avons contrôlé le risque de deuxième espèce du test afin de limiter le nombre de fausses candidates dans l'échantillon de candidates variables.
Nous avons ensuite déterminé les méthodes de recherches de périodes les mieux adaptées à la qualité des données afin de détecter les étoiles variables périodiques dans l'échantillon produit et d'en permettre l'identification.
A l'aide d'un échantillon d'étoiles variables connues nous avons mis en forme une méthode de maximum de vraisemblance afin de déterminer, pour chaque période trouvée dans la courbe de lumière d'une étoile, le type de variabilité le plus vraisemblable.
Enfin nous avons identifié avec certitude un certain nombre de nouvelles étoiles variables, dont quelques-unes appartiennent à des types de variabilité d'interêt particulier, et nous avons produit un échantillon d'étoiles candidates sur lesquelles des campagnes d'observations adaptées à chacun des cas doivent être envisagées.

9.2.2 Ce qu'on peut attendre des futurs programmes spatiaux

Après le succès de Hipparcos, d'autres programmes spatiaux de grande envergure sont en préparation. Certains sont destinés à faire un relevé du même type que celui de Hipparcos.

- DIVA est un programme allemand prévu pour un lancement en 2004 qui devra effec-

tuer un relevé astrométrique et photométrique complet du ciel jusqu'à la magnitude 15, et un relevé dans les longueurs d'onde ultra-violettes donnant accès à certains types d'étoiles variables éruptives (les UV Ceti ont des amplitudes plus importantes dans l'UV que dans le visible).
- FAME est le concurrent américain immédiat de DIVA.
- GAIA est une mission de l'ESA, actuellement prévue pour un lancement vers 2010-2012 qui devrait effectuer un relevé astrométrique et photométrique complet du ciel jusqu'à la magnitude ~ 20.

D'autres programmes spatiaux comme le programme MONS auront pour but d'étudier la microvariabilité de certaines étoiles et de faire de l'astérosismologie. Enfin, des programmes travaillant dans d'autres longueurs d'onde ont été lancés récemment (CHANDRA, XMM) et devraient permettre de détecter des étoiles variables de types difficiles d'accès dans le visible, comme les binaires X par exemple.

Tous ces programmes vont générer un volume de données sans précédent et les enjeux scientifiques sont très vastes. Cela va de la calibration des relations Période-Luminosité des chandelles standards de distances avec une prise en compte de la métallicité de ces objets, à la détection des systèmes doubles de tout rapport de masses jusqu'aux planètes, en passant par la découverte d'objets rares, à un stade évolutif de très courte durée, en transit entre deux zones du diagramme HR, et bien d'autres enjeux que nous n'allons pas citer ici.

En ce qui concerne la détection des étoiles variables dans les grands relevés de type DIVA ou FAME, dans les parties faibles de ces catalogues, les problèmes à résoudre vont être assez proches de ce que nous avons exposé ici. La détection des étoiles variables demandera un traitement statistique des observations similaire au processus que nous avons vu dans cette thèse. En particulier, le niveau de rapport signal-sur-bruit choisi pour le seuil de détection conditionnera le traitement de la censure par la suite.

Dans les deux missions DIVA et FAME, il y aura toujours deux champs observés simultanément. On rencontrera donc encore un bruit de fond qui variera en fonction de la densité d'étoiles dans chacun des champs, ce qui aura des implications sur les courbes de lumières des étoiles en limite de détection de chacun des catalogues. Cet effet devrait être moins important du fait de la résolution spatiale des sources sur les CCD que dans le cas de Tycho où le bruit de fond était intégré sur toute la longueur de la fente par les PM. La censure des observations sera cependant différente puisqu'il n'y aura pas de difficulté de traitement de la censure pour les étoiles constantes mais uniquement pour les étoiles variables. En effet, il est prévu pour DIVA, tant pour le repéreur que pour l'instrument lui-même, que les observations soient détectées jusqu'à un SNR minimal de 15. La conséquence de ceci est que pour les étoiles au-dessus du seuil de détection correspondant à un SNR de 15, et étant donné que les variations du bruit de fond seront suffisamment faibles pour ne pas perturber violemment les comptages de photons, ces étoiles seront pratiquement détectées à chaque passage. Pour une étoile variable, par contre, on aura des observations au-dessus de la limite de détection et d'autres en-dessous qui seront per-

dues. Un traitement propre de la censure sera alors nécessaire pour avoir une idée de la distribution statistique des observations afin de déterminer une magnitude moyenne. De plus, DIVA n'aura pas de catalogue d'entrée général mais seulement un catalogue d'entrée d'étoiles particulières. La détection des étoiles traversant les fenêtres d'observation se fera à bord, et on ne disposera pas de prédiction de passage des étoiles a priori. Comme l'enregistrement des valeurs de bruit de fond se fera en continu, il faudra après la mission reconstruire ces non-détections pour mettre en place le traitement de la décensure des étoiles variables faibles de DIVA. Pour le programme GAIA, les différentes fenêtres d'observations disposeront de leur propre plan focal donc de leur propre repéreur d'étoiles. Le traitement de la non-détection ne sera alors pas nécessaire pour les étoiles constantes, mais il demeurera indispensable pour les étoiles variables. Ces programmes envisagent de faire de la photométrie multi-couleur, et les problèmes de censures de magnitudes pourront alors être traités exactement comme dans Tycho, avec des détections dans différentes bandes photométriques jusqu'aux limites de détection des instruments, voire dans différents indices de couleurs pour les étoiles plus brillantes.
L'identification des périodes nécessitera des méthodes de recherche de périodes plus rapides que les algorithmes que nous avons vus au chapitre 7 du fait du grand volume de données attendu. Les précisions photométriques annonçées seront suffisantes pour que les techniques de transformée de Fourier rapide soient beaucoup plus efficaces que dans le cas de Tycho, mais il ne faudra pas perdre de vue que les méthodes non paramétriques présentent l'avantage de ne pas avoir d'a priori sur la forme de la courbe de lumière.
Le volume de données sera si important qu'il faudra trouver un moyen d'identifier les types de variabilité le plus rapidement possible avec avec le maximum de fiabilité. La méthode que nous avons développé au chapitre 8 sera grandement améliorée puisque nous aurons alors soit la distance des étoiles, donc une estimation précise de leur magnitude absolue soit leur mouvement propre avec une précision encore meilleure que pour Tycho–2. De plus, les étoiles pour lesquelles on obtiendra de bonnes qualités spectrophotométriques présenteront moins de problèmes de dégénérescence lors de l'identification.
Enfin, il sera encore plus important dans le cas de ces grands volumes de données de maîtriser le risque de deuxième espèce lors de la détection des nouvelles étoiles variables, car on l'a vu, le taux de fausses alarmes du risque de première espèce est proportionnel au nombre d'étoiles se trouvant dans l'échantillon testé.

Troisième partie

Annexes

Annexe A

GCVS Variability Types

An improved system of variability classification is used in the fourth edition of the GCVS, based on recent developments in classification principles and taking into account the suggestions of a number of specialists. Variability types are grouped according to the major astrophysical reasons for variability, viz.,

1. eruptive (FU, GCAS, I, IA, IB, IN, INA, INB, INT, IN(YY), IS, ISA, ISB, RCB, RS, SDOR, UV, UVN, WR),
2. pulsating (ACYG, BCEP, BCEPS, CEP, CEP(B), CW, CWA, CWB, DCEP, DCEPS, DSCT, DSCTC, L, LB, LC, M, PVTEL, RR, RR(B), RRAB, RRC, RV, RVA, RVB, SR, SRA, SRB, SRC, SRD, SXPHE, ZZ, ZZA, ZZB),
3. rotating (ACV, ACVO, BY, ELL, FKCOM, PSR, SXARI),
4. cataclysmic (explosive and novalike) variables (N, NA, NB, NC, NL, NR, SN, SNI, SNII, UG, UGSS, UGSU, UGZ, ZAND),
5. eclipsing binary systems (E, EA, EB, EW, GS, PN, RS, WD, WR, AR, D, DM, DS, DW, K, KE, KW, SD),
6. intense variable X-ray sources (X, XB, XF, XI, XJ, XND, XNG, XP, XPR, XPRM),
7. other symbols (BLLAC, CST, GAL, L :, QSO, S :, *, +).

All of these classes include objects of a dissimilar nature that belong to different types of light variability. On the other hand, an object may be variable because of almost all of the possible reasons or because of any combination of them. If a variable belongs to several types of variability, the types are joined in the data field by a "+" sign, e.g., E+UG, UV+BY.

Despite considerable success in understanding stellar variability processes, the classification adopted in the Catalogue is far from perfect. This is especially the case for explosive, symbiotic and novalike variables ; X-ray sources ; and peculiar objects.

The new variability types (ZZO, AM, R, BE, LBV, BLBOO) have been added in the Name-Lists 67- 72 and in the GCVS vol.V.

ZZO ZZ Cet type variables of the DO spectral type showing HeII and and CIV absorbtion lines in their spectra.

AM AM Her type variables ; close binary systems consisting of a dK-dM type dwarf and of a compact object with strong magnetic field, characterized by variable linear and circular polarization of light. The total range of light variations may reach 4-5 mag V.

R Close binary systems characterized by the presence of strong reflection (re-radiation) of the light of the hot star illuminating the surface of the cooler companion. Light curves are sinusoidal with the period equal to Porb, maximum brightness coinciding with the passage of the hot star in front of the companion. The eclipse may be absent. The range of light variation is about 0.5-1.0mag V (KV Vel).

BE It becomes more and more clear that, although the majority of Be stars are photometrically variable, not all of them could be properly called GCAS variables. Quite a number of them show small-scale variations not necessarily related to shell events ; in some cases the variations are quasi-periodic. By now we are not able to present an elaborated system of classification for Be variables, but we adopt a decision that in the cases when a Be variable cannot be readily described as a GCAS star we give simply BE for the type of variability.

LBV For comparatively long-period pulsating B stars (periods exceeding one day), we introduce a provisional type LBV.

BLBOO The so-called "anomalous Cepheids", i.e. stars with periods characteristic of comparatively long-period RRAB variables, but considerably brighter by luminosity (BL Boo = NGC 5466 V19).

A.1 Eruptive Variable Stars

Eruptive variables are stars varying in brightness because of violent processes and flares occurring in their chromospheres and coronae. The light changes are usually accompanied by shell events or mass outflow in the form of stellar winds of variable intensity and/or by interaction with the surrounding interstellar medium. This class includes the following types :

FU Orion variables of the FU Orionis type. Characterized by gradual increases in brightness by about 6 mag in several months, followed by either almost complete constancy at maximum that is sustained for long periods of time or slow decline by 1-2 mag. Spectral types at maximum are in the range Ae(alpha) - Gpe(alpha). After an outburst, a gradual development of an emission spectrum is observed and the spectral type becomes later. These variables probably mark one of the evolutionary stages of T Tauri-type Orion variables (INT), as evidenced by an outburst of one member, V1057 Cyg, but its decline (2.5 mag in 11 years) commenced immediately after maximum brightness was attained. All presently known FU Ori variables are coupled with reflecting cometary nebulae.

GCAS Eruptive irregular variables of the Gamma Cas type. These are rapidly rotating B III-IVe stars with mass outflow from their equatorial zones. The formation of equatorial rings or disks is often accompanied by temporary fading. Light amplitudes may reach 1.5 mag in V.

I Poorly studied irregular variables with unknown features of light variations and spectral types. This is a very inhomogeneous group of objects.

IA Poorly studied irregular variables of early (O-A) spectral type.

IB Poorly studied irregular variables of intermediate (F-G) to late (K-M) spectral type.

IN Orion variables. Irregular, eruptive variables connected with bright or dark diffuse nebulae or observed in the regions of these nebulae. Some of them may show cyclic light variations caused by axial rotation. In the Spectrum-Luminosity diagram, they are found in the area of the main sequence and subgiants. They are probably young objects that, during the course of further evolution, will become light-constant stars on the zero-age main sequence (ZAMS). The range of brightness variations may reach several magnitudes. In the case of rapid light variations having been observed (up to 1 mag in 1-10 days), the letter "S" is added to the symbol for the type (INS). This type may be divided into the following subtypes :

INA Orion variables of early spectral types (B-A or Ae). They are often characterized by occasional abrupt Algol-like fadings (T Ori);

INB Orion variables of intermediate and late spectral types, F-M or Fe-Me (BH Cep, AH Ori). F-type stars may show Algol-like fadings similar to those of many INA stars; K-M stars may produce flares along with irregular light variations;

INT Orion variables of the T Tauri type. Stars are assigned to this type on the basis of the following (purely spectroscopic) criteria : spectral types are in the range Fe-Me. The spectra of most typical stars resemble the spectrum of the solar chromosphere. The feature specific to the type is the presence of the flourescent emission lines Fe II 4046, 4132 A (anomalously intense in the spectra of these stars), emission lines [Si II] and [O I], as well as the absorption line Li I 6707 A. These variables are usually observed only in diffuse nebulae. If it is not apparent that the star is associated with a nebula, the letter "N" in the symbol for the type may be omitted, e.g., IT (RW AUR);

IN(YY) Some Orion variables (YY Ori) show the presence of absorption components on the redward sides of emission lines, indicating the infall of matter toward the stars' surfaces. In such cases, the symbol for the type may be accompanied by the symbol "YY".

IS Rapid irregular variables having no apparent connection with diffuse nebulae and showing light changes of about 0.5 - 1.0 mag within several hours or days. There is no strict boundary between rapid irregular and Orion variables. If texa rapid irregular star is observed in the region of a diffuse nebula, it is considered an Orion variable and designated by the symbol INS. To attribute a variable to the IS type, it is necessary to take much care to be certain that its light changes are really not periodic. Quite a number of the stars assigned to this type in the third edition of the GCVS turned out to be eclipsing binary systems, RR Lyrae variables, and even extragalactic BL Lac objects.

ISA Rapid irregular variables of the early spectral types, B-A or Ae;

ISB Rapid irregular variables of the intermediate and late spectral types, F-M and Fe-Me.

RCB Variables of the R Coronae Borealis type. These are hydrogen-poor, carbon- and helium-rich, high-luminosity stars belonging to the spectral types Bpe-R, which are simultaneously eruptive and pulsating variables. They show slow nonperiodic fadings by 1-9 mag in V lasting from a month or more to several hundred days. These changes are superposed on cyclic pulsations with amplitudes up to several tenths of a magnitude and periods in the range 30-100 days.

RS Eruptive variables of the RS Canum Venaticorum type. This type is ascribed to close binary systems with spectra showing Ca II H and K in emission, their components having enhanced chromospheric activity that causes quasi-periodic light variability. The period of variation is close to the orbital one, and the variability amplitude is usually as great as 0.2 mag in V (UX Ari). They are X-ray sources and rotating variables. RS CVn itself is also an eclipsing system (see below).

SDOR Variables of the S Doradus type. These are eruptive, high-luminosity Bpec-Fpec stars showing irregular (sometimes cyclic) light changes with amplitudes in the range 1-7 mag in V. They belong to the brightest blue stars of their parent galaxies. As a rule, these stars are connected with diffuse nebulae and surrounded by expanding envelopes (P Cyg, Eta Car).

UV Eruptive variables of the UV Ceti type, these are K Ve-M Ve stars sometimes displaying flare activity with amplitudes from several tenths of a magnitude up to 6 mag in V. The amplitude is considerably greater in the ultraviolet spectral region. Maximum light is attained in several seconds or dozens of seconds after the beginning of a flare; the star returns to its normal brightness in several minutes or dozens of minutes.

UVN Flaring Orion variables of spectral types Ke-Me. These are phenomenologically almost identical to UV Cet variables observed in the solar neighborhood. In addition to being related to nebulae, they are normally characterized by being of earlier spectral type and greater luminosity, with slower development of flares (V389 Ori). They are possibly a specific subgroup of INB variables with irregular variations superimposed by flares.

WREruptive Wolf-Rayet variables. Stars with broad emission features of He I and He II as well as C II-C IV, O II-O IV, and N III-N V. They display irregular light changes with amplitudes up to 0.1 mag in V, which are probably caused by physical processes, in particular, by nonstable mass outflow from their atmospheres.

A.2 Pulsating Variable Stars

Pulsating variables are stars showing periodic expansion and contraction of their surface layers. The pulsations may be radial or nonradial. A radially pulsating star remains spherical in shape, while in the case of nonradial pulsations the star's shape periodically deviates from a sphere, and even neighboring zones of its surface may have opposite pulsation phases.
Depending on the period value, on the mass and evolutionary status of the star, and on the scale of pulsational phenomena, the following types of pulsating variables may be distinguished :

ACYG Variables of the Alpha Cygni type, which are nonradially pulsating supergiants of Bep-AepIa spectral types. The light changes with amplitudes of the order of 0.1 mag often seem irregular, being caused by the superposition of many oscillations with close periods. Cycles from several days to several weeks are observed.

BCEP Variables of the Beta Cephei type (Beta Cep, Beta CMa), which are pulsating O8-B6 I-V stars with periods of light and radial-velocity variations in the range of 0.1 - 0.6 days and light amplitudes from 0.01 to 0.3 mag in V. The light curves are similar in shape to average radial-velocity curves but lag in phase by a quarter of the period, so that maximum brightness corresponds to maximum contraction, i.e., to minimum stellar radius. The majority of these stars probably show radial pulsations, but some (V649 Per) display nonradial pulsations; multiperiodicity is characteristic of many of these stars.

BCEPS A short-period group of Beta Cep variables. The spectral types are B2-B3 IV-V; periods and light amplitudes are in the ranges 0.02 - 0.04 days and 0.015 - 0.025 days, respectively, i.e., an order of magnitude smaller than the normally observed ones.

CEP Cepheids. Radially pulsating, high luminosity (classes Ib-II) variables with periods in the range of 1-135 days and amplitudes from several hundredths to 2 mag in V (in the B band, the amplitudes are greater). Spectral type at maximum light is F; at minimum, the types are G-K. The longer the period of light variation, the later is the spectral type. The maximum of the surface-layer expansion velocity almost coinciding with maximum light.

CEP(B) Cepheids (TU Cas, V 367 Sct) displaying the presence of two or more simultaneously operating pulsation modes (usually the fundamental tone with the period

P0 and the first overtone P1). The periods P0 are in the range from 2 to 7 days, with the ratio P1/P0 approx. 0.71.

CW Variables of the W Virginis type. These are pulsating variables of the galactic spherical component (old disk) population with periods of approximately 0.8 to 35 days and amplitudes from 0.3 to 1.2 mag in V. They obey a period-luminosity relation different from that for Delta Cep variables (see DCEP). For an equal period value, the W Vir variables are fainter than the Delta Cep stars by 0.7 - 2 mag. The light curves of W Vir variables for some period intervals differ from those of Delta Cep variables for corresponding periods either by amplitudes or by the presence of humps on their descending branches, sometimes turning into broad flat maxima. W Vir variables are present in globular clusters and at high galactic latitudes. They may be separated into the following subtypes :

CWA W Vir variables with periods longer than 8 days (W Vir) ;

CWB W Vir variables with periods shorter than 8 days (BL Her).

DCEP These are the classical cepheids, or Delta Cep-type variables. Comparatively young objects that have left the main sequence and evolved into the instability strip of the Hertzsprung-Russell (H-R) diagram, they obey the well-known Cepheid period-luminosity relation and belong to the young disk population. DCEP stars are present in open clusters. They display a certain relation between the shapes of their light curves and their periods.

DCEPS These are Delta Cep variables having light amplitudes < 0.5 mag in V (< 0.7 mag in B) and almost symmetrical light curves (M-m approx. 0.4 - 0.5 periods) ; as a rule, their periods do not exceed 7 days. They are probably first-overtone pulsators and/or are in the first transition across the instability strip after leaving the main sequence (SU Cas).

Traditionally, both Delta Cep and W Vir stars are quite often called Cepheids because it is often impossible to discriminate between them on the basis of the light curves for periods in the range 3 - 10 days. However, these are distinct groups of entirely different objects in different evolutionary stages. One of the significant spectral differences between W Vir stars and Cepheids is the presence, during a certain phase interval, of hydrogen-line emission in the former and of Ca II H and K emission in the latter.

DSCT Variables of the Delta Scuti type. These are pulsating variables of spectral types A0-F5 III-V displaying light amplitudes from 0.003 to 0.9 mag in V (usually several hundredths of a magnitude) and periods from 0.01 to 0.2 days. The shapes of the light curves, periods, and amplitudes usually vary greatly. Radial as well as nonradial pulsations are observed. The variability of some members of this type appears sporadically and sometimes completely ceases, this being a consequence of strong amplitude modulation with the lower value of the amplitude not exceeding 0.001 mag in some cases. The maximum of the surface layer expansion does not lag behind the maximum light for more than 0.1 periods. DSCT stars are representatives of the galactic disk (flat component) and are phenomenologically close to the SX Phe variables.

DSCTC Low amplitude group of Delta Sct variables (light amplitude < 0.1 mag in V). The majority of this type's representatives are stars of luminosity class V ; objects of this subtype generally are representative of the Delta Sct variables in open clusters.

L Slow irregular variables. The light variations of these stars show no evidence of periodicity, or any periodicity present is very poorly defined and appears only occasionally. Like for the type I, stars are often attributed to this type because of being insufficiently studied. Many type L variables are really semiregulars or belong to other types.

LB Slow irregular variables of late spectral types (K, M, C, S) ; as a rule, they are giants (CO Cyg). This type is also ascribed, in the GCVS, to slow red irregular variables in the case of unknown spectral types and luminosities.

LC Irregular variable supergiants of late spectral types having amplitudes of about 1 mag in V (TZ Cas).

M Mira (Omicron) Ceti-type variables. These are long-period variable giants with characteristic late-type emission spectra (Me, Ce, Se) and light amplitudes from 2.5 to 11 mag in V. Their periodicity is well pronounced, and the periods lie in the range between 80 and 1000 days. Infrared amplitudes are usually less than in the visible and may be < 2.5 mag. For example, in the K band they usually do not exceed 0.9 mag. If the amplitudes exceed 1 - 1.5 mag , but it is not certain that the true light amplitude exceeds 2.5 mag, the symbol "M" is followed by a colon, or the star is attributed to the semiregular class with a colon following the symbol for that type (SR).

PVTEL Variables of the PV Telescopii type. These are helium supergiant Bp stars with weak hydrogen lines and enhanced lines of He and C. They pulsate with periods of approximately 0.1 to 1 days, or vary in brightness with an amplitude of 0.1 mag in V during a time interval of about a year.

RR Variables of the RR Lyrae type, which are radially-pulsating giant A-F stars having amplitudes from 0.2 to 2 mag in V. Cases of variable light curve shapes as well as variable periods are known. If these changes are periodic, they are called the "Blazhko effect."

Traditionally, RR Lyrae stars are sometimes called short-period Cepheids or cluster-type variables. The majority of these stars belong to the spherical component of the Galaxy ; they are present, sometimes in large numbers, in some globular clusters, where they are known as pulsating horizontal-branch stars. Like Cepheids, maximum expansion velocities of surface layers for these stars practically coincide with maximum light.

RR(B) RR Lyrae variables showing two simultaneously operating pulsation modes, the fundamental tone with the period P0 and the first overtone, P1 (AQ Leo). The ratio P1/P0 is approximately 0.745 ;

RRAB RR Lyrae variables with asymmetric light curves (steep ascending branches), periods from 0.3 to 1.2 days, and amplitudes from 0.5 to 2 mag in V ;

RRC RR Lyrae variables with nearly symmetric, sometimes sinusoidal, light curves, periods from 0.2 to 0.5 days, and amplitudes not greater than 0.8 mag in V (SX UMa).

RV Variables of the RV Tauri type. These are radially pulsating supergiants having spectral types F-G at maximum light and K-M at minimum. The light curves are characterized by the presence of double waves with alternating primary and secondary minima that can vary in depth so that primary minima may become secondary and vice versa. The complete light amplitude may reach 3-4 mag in V. Periods between two adjacent primary minima (usually called formal periods) lie in the range 30-150 days (these are the periods appearing in the Catalogue). Two subtypes, RVA and RVB, are recognized :

RVA RV Tauri variables that do not vary in mean magnitude (AC Her) ;

RVB RV Tauri variables that periodically (with periods from 600 to 1500 days and amplitudes up to 2 mag in V) vary in mean magnitude (DF Cyg, RV Tau).

SR Semiregular variables, which are giants or supergiants of intermediate and late spectral types showing noticeable periodicity in their light changes, accompanied or sometimes interrupted by various irregularities. Periods lie in the range from 20 to >2000 days, while the shapes of the light curves are rather different and variable, and the amplitudes may be from several hundredths to several magnitudes (usually 1-2 mag in V).

SRA Semiregular late-type (M, C, S or Me, Ce, Se) giants displaying persistent periodicity and usually small (< 2.5 mag in V) light amplitudes (Z Aqr). Amplitudes and light-curve shapes generally vary and periods are in the range of 35-1200 days. Many of these stars differ from Miras only by showing smaller light amplitudes ;

SRB Semiregular late-type (M, C, S or Me, Ce, Se) giants with poorly defined periodicity (mean cycles in the range of 20 to 2300 days) or with alternating intervals of periodic and slow irregular changes, and even with light constancy intervals (RR CrB, AF Cyg). Every star of this type may usually be assigned a certain mean period (cycle), which is the value given in the Catalogue. In a number of cases, the simultaneous presence of two or more periods of light variation is observed ;

SRC Semiregular late-type (M, C, S or Me, Ce, Se) supergiants (Mu Cep) with amplitudes of about 1 mag and periods of light variation from 30 days to several thousand days ;

SRD Semiregular variable giants and supergiants of F, G, or K spectral types, sometimes with emission lines in their spectra. Amplitudes of light variation are in the range from 0.1 to 4 mag, and the range of periods is from 30 to 1100 days (SX Her, SV UMa).

SXPHE Phenomenologically, these resemble DSCT (Delta Sct) variables and are pulsating subdwarfs of the spherical component, or old disk galactic population, with spectral types in the range A2-F5. They may show several simultaneous periods of oscillation, generally in the range 0.04-0.08 days, with variable-amplitude light changes that may reach 0.7 mag in V. These stars are present in globular clusters.

ZZ ZZ Ceti variables. These are nonradially pulsating white dwarfs that change their brightnesses with periods from 30 s to 25 min and amplitudes from 0.001 to 0.2 mag in V. They usually show several close period values. Flares of 1 mag are sometimes observed; however, these may be explained by the presence of close UV Ceti companions.

These variables are divided into the following subtypes :

ZZA ZZ Cet-type variables of DA spectral type (ZZ Cet) having only hydrogen absorption lines in their spectra;

ZZB ZZ Cet-type variables of DB spectral type having only helium absorption lines in their spectra.

A.3 Rotating Variable Stars

Variable stars with nonuniform surface brightness and/or ellipsoidal shapes, whose variability is caused by axial rotation with respect to the observer. The nonuniformity of surface brightness distributions may be caused by the presence of spots or by some thermal or chemical inhomogeneity of the atmosphere caused by a magnetic field whose axis is not coincident with the rotation axis. These stars are subdivided into the following types :

ACV Alpha2 Canum Venaticorum variables. These are main-sequence stars with spectral types B8p-A7p and displaying strong magnetic fields. Spectra show abnormally strong lines of Si, Sr, Cr, and rare earths whose intensities vary with rotation. They exhibit magnetic field and brightness changes (periods of 0.5-160 days or more). The amplitudes of the brightness changes are usually withine 0.01-0.1 mag in V.

ACVO Rapidly oscillating Alpha2 CVn variables. These are nonradially pulsating, rotating magnetic variables of Ap spectral type (DO Eri). Pulsation periods are in the range of 6-12 mmag (0.004-0.01 days), while amplitudes of light variation caused by the pulsation are about 0.01 mag in V. The pulsational variations are superposed on those caused by rotation.

BY BY Draconis-type variables, which are emission-line dwarfs of dKe-dMe spectral type showing quasiperiodic light changes with periods from a fraction of a day to 120 days and amplitudes from several hundredths to 0.5 mag in V. The light variability is caused by axial rotation of a star with a variable degree of nonuniformity of the surface brightness (spots) and chromospheric activity. Some of these stars also show flares similar to those of UV Cet stars, and in those cases they also belong to the latter type and are simultaneously considered eruptive variables.

ELL Rotating ellipsoidal variables (b Per, Alpha Vir). These are close binary systems with ellipsoidal components, which change combined brightnesses with periods equal to those of orbital motion because of changes in emitting areas toward an observer, but showing no eclipses. Light amplitudes do not exceed 0.1 mag in V.

FKCOM FK Comae Berenices-type variables. These are rapidly rotating giants with nonuniform surface brightnesses, which have G-K spectral types with broad H and K Ca II emission and sometimes Halpha. They may also be spectroscopic binary systems. Periods of light variation (up to several days) are equal to rotational periods, and amplitudes are several tenths of a magnitude. It is not excluded that these objects are the product of further evolution of EW (W UMa) close binary systems (see below).

PSR Optically variable pulsars (CM Tau), which are rapidly rotating neutron stars with strong magnetic fields, radiating in the radio, optical, and X-ray regions. Pulsars emit narrow beams of radiation, and periods of their light changes coincide with rotational periods (from 0.004 to 4 s), while amplitudes of the light pulses reach 0.8 mag.

SXARI SX Arietis-type variables. These are main-sequence B0p-B9p stars with variable-intensity He I and Si III lines and magnetic fields. They are sometimes called helium variables. Periods of light and magnetic field changes (about 1 day) coincide with rotational periods, while amplitudes are approximately 0.1 mag in V. These stars are high-temperature analogs of the ACV variables.

A.4 Cataclysmic (Explosive and Novalike) Variables

These are variable stars showing outbursts caused by thermonuclear burst processes in their surface layers (novae) or deep in their interiors (supernovae). We use the term "novalike" for variables that show novalike outbursts caused by rapid energy release in the surrounding space (UG-type stars - see below) and also for objects not displaying outbursts but resembling explosive variables at minimum light by their spectral (or other) characteristics. The majority of explosive and novalike variables are close binary systems, their components having strong mutual influence on the evolution of each star. It is often observed that the hot dwarf component of the system is surrounded by an accretion disk formed by matter lost by the other, cooler, and more extended component. This category is subdivided into the following types :

N Novae. Close binary systems with orbital periods from 0.05 to 230 days. One of the components of these systems is a hot dwarf star that suddenly, during a time interval from one to several dozen or several hundred days, increases its brightness by 7-19 mag in V, then returns gradually to its former brightness over several months, years, or decades. Small changes at minimum light may be present. Cool components may be giants, subgiants, or dwarfs of K-M type. The spectra of novae near maximum light resemble A-F absorption spectra of luminous stars at first. Then broad emission lines (bands) of hydrogen, helium, and other elements with absorption components indicating the presence of a rapidly expanding envelope appear in the spectrum. As the light decreases, the composite spectrum begins to show forbidden lines characteristic of the spectra of gas nebulae excited by hot stars. At minimum light, the spectra of novae are generally continuous or resemble the spectra of Wolf-Rayet stars. Only spectra of the most massive systems show traces of cool components.

Some novae reveal pulsations of hot components with periods of approximately 100 s and amplitudes of about 0.05 mag in V after an outburst. Some novae eventually turn out to be eclipsing systems. According to the features of their light variations, novae are subdivided into fast (NA), slow (NB), very slow (NC), and recurrent (NR) categories.

NA Fast novae displaying rapid light increases and then, having achieved maximum light, fading by 3 mag in 100 or fewer days (GK Per);

NB Slow novae that fade after maximum light by 3 mag in $\geq$ 150 days (RR Pic). Here the presence of the well-known "dip" in the light curves of novae similar to T Aur and DQ Her is not taken into account : The rate of fading is estimated on the basis of a smooth curve, its parts before and after the "dip" being a direct continuation of one another;

NC Novae with a very slow development and remaining at maximum light for more than a decade, then fading very slowly. Before an outburst these objects may show long-period light changes with amplitudes of 1-2 mag in V (RR Tel); cool components of these systems are probably giants or supergiants, sometimes semiregular variables, and even Mira variables. Outburst amplitudes may reach 10 mag. High excitation emission spectra resemble those of planetary nebulae, Wolf-Rayet stars, and symbiotic variables. The possibility that these objects are planetary nebulae in the process of formation is not excluded;

NL Novalike variables, which are insufficiently studied objects resembling novae by the characteristics of their light changes or by spectral features. This type includes, in addition to variables showing novalike outbursts, objects with no bursts ever observed; the spectra of novalike variables resemble those of old novae, and small light changes resemble those typical for old novae at minimum light. However, quite often a detailed investigation makes it possible to reclassify some representatives of this highly inhomogeneous group of objects into other types;

NR Recurrent novae, which differ from typical novae by the fact that two or more outbursts (instead of a single one) separated by 10-80 years have been observed (T CrB).

SN Supernovae (B Cas, CM Tau). Stars that increase, as a result of an outburst, their brightnesses by 20 mag and more, then fade slowly. The spectrum during an outburst is characterized by the presence of very broad emission bands, their widths being several times greater than those of the bright bands observed in the spectra of novae. The expansion velocities of SN envelopes are in the thousands of km/s. The structure of a star after outburst alters completely. An expanding emission nebula results and a (not always observable) pulsar remains at the position of the original star. According to the light curve shape and the spectral features, supernovae are subdivided into types I and II.

SNI Type I supernovae. Absorption lines of Ca II, Si, etc., but no hydrogen lines are present in the spectra. The expanding envelope almost lacks hydrogen. During 20-30 days following maximum light, the brightness decreases by approximately 0.1 mag per day, then the rate of fading slows and reaches a constant value of 0.014/day ;

SNII Type II supernovae. Lines of hydrogen and other elements are apparent in their spectra. The expanding envelope consists mainly of H and He. Light curves show greater diversity than those of type I supernovae. Usually after 40-100 days since maximum light, the rate of fading is 0.1 mag per day.

UG U Geminorum-type variables, quite often called dwarf novae. They are close binary systems consisting of a dwarf or subgiant K-M star that fills the volume of its inner Roche lobe and a white dwarf surrounded by an accretion disk. Orbital periods are in the range 0.05-0.5 days. Usually only small, in some cases rapid, light fluctuations are observed, but from time to time the brightness of a system increases rapidly by several magnitudes and, after an interval of from several days to a month or more, returns to the original state. Intervals between two consecutive outbursts for a given star may vary greatly, but every star is characterized by a certain mean value of these intervals, i.e., a mean cycle that corresponds to the mean light amplitude. The longer the cycle, the greater the amplitude. These systems are frequently sources of X-ray emission. The spectrum of a system at minimum is continuous, with broad H and He emission lines. At maximum these lines almost disappear or become shallow absorption lines. Some of these systems are eclipsing, possibly indicating that the primary minimum is caused by the eclipse of a hot spot that originates in the accretion disk from the infall of a gaseous stream from the K-M star. According to the characteristics of the light changes, U Gem variables may be subdivided into three types : SS Cyg, SU UMa, and Z Cam.

UGSS SS Cygni-type variables (SS Cyg, U Gem). They increase in brightness by 2-6 mag in V in 1-2 days and in several subsequent days return to their original brightnesses. The values of the cycle are in the range 10 days to several thousand ;

UGSU SU Ursae Majoris-type variables. These are characterized by the presence of two types of outbursts called "normal" and "supermaxima". Normal, short outbursts are similar to those of UGSS stars, while supermaxima are brighter by 2 mag, are more than five times longer (wider), and occur several times less frequently. During supermaxima the light curves show superposed periodic oscillations (superhumps), their periods being close to the orbital ones and amplitudes being about 0.2-0.3 mag in V. Orbital periods are shorter than 0.1 days ; companions are of dM spectral type ;

UGZ Z Camelopardalis-type stars. These also show cyclic outbursts, differing from UGSS variables by the fact that sometimes after an outburst they do not return to the original brightness, but during several cycles retain a magnitude between maximum and minimum. The values of cycles are from 10 to 40 days, while light amplitudes are from 2 to 5 mag in V.

ZAND Symbiotic variables of the Z Andromedae type. They are close binaries consisting of a hot star, a star of late type, and an extended envelope excited by the hot star's radiation. The combined brightness displays irregular variations with amplitudes up to 4 mag in V. A very inhomogeneous group of objects.

A.5 Close Binary Eclipsing Systems

We adopt a triple system of classifying eclipsing binary systems : according to the shape of the combined light curve, as well as to physical and evolutionary characteristics of their components. The classification based on light curves is simple, traditional, and suits the observers ; the second and third classification methods take into account positions of the binary-system components in the (MV ,B-V) diagram and the degree of inner Roche lobe filling. Estimates are made by applying the simple criteria proposed by Svechnikov and Istomin (1979). The symbols for the types of eclipsing binary systems that we use are given below.

A.5.1 Classification based on the shape of the light curve

E Eclipsing binary systems. These are binary systems with orbital planes so close to the observer's line of sight (the inclination i of the orbital plane to the plane orthogonal to the line of sight is close to 90 deg) that the components periodically eclipse each other. Consequently, the observer finds changes of the apparent combined brightness of the system with the period coincident with that of the components' orbital motion.

EA Algol (Beta Persei)-type eclipsing systems. Binaries with spherical or slightly ellipsoidal components. It is possible to specify, for their light curves, the moments of the beginning and end of the eclipses. Between eclipses the light remains almost constant or varies insignificantly because of reflection effects, slight ellipsoidality of components, or physical variations. Secondary minima may be absent. An extremely wide range of periods is observed, from 0.2 to $\geq$ 10000 days. Light amplitudes are also quite different and may reach several magnitudes.

EB Beta Lyrae-type eclipsing systems. These are eclipsing systems having ellipsoidal components and light curves for which it is impossible to specify the exact times of onset and end of eclipses because of a continuous change of a system's apparent combined brightness between eclipses ; secondary minimum is observed in all cases, its depth usually being considerably smaller than that of the primary minimum ; periods are mainly longer than 1 day. The components generally belong to early spectral types (B-A). Light amplitudes are usually < 2 mag in V.

EW W Ursae Majoris-type eclipsing variables. These are eclipsers with periods shorter than 1 days, consisting of ellipsoidal components almost in contact and having light curves for which it is impossible to specify the exact times of onset and end of eclipses. The depths of the primary and secondary minima are almost equal or differ insignificantly. Light amplitudes are usually < 0.8 mag in V. The components generally belong to spectral types F-G and later.

A.5.2 Classification according to the components' physical characteristics

GS Systems with one or both giant and supergiant components ; one of the components may be a main sequence star.

PN Systems having, among their components, nuclei of planetary nebulae (UU Sge).

RS RS Canum Venaticorum-type systems. A significant property of these systems is the presence in their spectra of strong Ca II H and K emission lines of variable intensity, indicating increased chromospheric activity of the solar type. These systems are also characterized by the presence of radio and X-ray emission. Some have light curves that exhibit quasi sine waves outside eclipses, with amplitudes and positions changing slowly with time. The presence of this wave (often called a distortion wave) is explained by differential rotation of the star, its surface being covered with groups of spots ; the period of the rotation of a spot group is usually close to the period of orbital motion (period of eclipses) but still differs from it, which is the reason for the slow change (migration) of the phases of the distortion wave minimum and maximum in the mean light curve. The variability of the wave's amplitude (which may be up to 0.2 mag in V) is explained by the existence of a long-period stellar activity cycle similar to the 11-year solar activity cycle, during which the number and total area of spots on the star's surface vary.

WD Systems with white-dwarf components.

WR Systems having Wolf-Rayet stars among their components (V 444 Cyg).

A.5.3 Classification based on the degree of filling of inner Roche lobes

AR Detached systems of the AR Lacertae type. Both components are subgiants not filling their inner equipotential surfaces.

D Detached systems, with components not filling their inner Roche lobes.

DM Detached main-sequence systems. Both components are main-sequence stars and do not fill their inner Roche lobes.

DS Detached systems with a subgiant. The subgiant also does not fill its inner critical surface.

DW Systems similar to W UMa systems in physical properties (KW, see below), but not in contact.

K Contact systems, both components filling their inner critical surfaces.

KE Contact systems of early (O-A) spectral type, both components being close in size to their inner critical surfaces.

KW Contact systems of the W UMa type, with ellipsoidal components of F0-K spectral type. Primary components are main-sequence stars and secondaries lie below and to the left of the main sequence in the (MV,B-V) diagram.

SD Semidetached systems in which the surface of the less massive component is close to its inner Roche lobe.

The combination of the above three classification systems for eclipsers results in the assignment of multiple classifications for object types. These are separated by a solidus ("/") in the data field. Examples are : E/DM, EA/DS/RS, EB/WR, EW/KW, etc.

A.6 Optically Variable Close Binary Sources of Strong, Variable X-ray Radiation

X Close binary systems that are sources of strong, variable X-ray emission and which do not belong to or are not yet attributed to any of the above types of variable stars. One of the components of the system is a hot compact object (white dwarf, neutron star, or possibly a black hole). X-ray emission originates from the infall of matter onto the compact object or onto an accretion disk surrounding the compact object. In turn, the X-ray emission is incident upon the atmosphere of the cooler companion of the compact object and is reradiated in the form of optical high-temperature radiation (reflection effect), thus making that area of the cooler companion's surface an earlier spectral type. These effects lead to quite a peculiar complex character of optical variability in such systems. These objects may be subdivided into the following types :

XB X-ray bursters. Close binary systems showing X-ray and optical bursts, their duration being from several seconds to ten minutes, with amplitudes of about 0.1 mag in V (V 801 Ara, V 926 Sco) ;

XF Fluctuating X-ray systems showing rapid variations of X-ray (Cygnus X-1 = V1357 Cyg) and optical (V821 Ara) radiation on time scales of dozens of milliseconds ;

XI X-ray irregulars. Close binary systems consisting of a hot compact object surrounded by an accretion disk and a dA - dM-type dwarf. These display irregular light changes on time scales of minutes and hours, and amplitudes of about 1 mag in V. Superposition of a periodic variation because of orbital motion is possible (V818 Sco) ;

XJ X-ray binaries characterized by the presence of relativistic jets evident at X-ray and radio wavelengths, as well as in the optical spectrum in the form of emission components showing periodic displacements with relativistic velocities (V1343 Aql) ;

XND X-ray, novalike (transient) systems containing, along with a hot compact object, a dwarf or subgiant of G-M spectral type. These systems occasionally rapidly increase in brightness by 4-9 mag in V, in the visible simultaneously with the X-ray range, with no envelope ejected. The duration of the outburst may be up to several months (V616 Mon) ;

XNG X-ray, novalike (transient) systems with an early-type supergiant or giant primary component and a hot compact object as a companion. Following the main component's outburst, the material ejected by it falls onto the compact object and causes, with a significant delay, the appearance of X rays. The amplitudes are about 1-2 mag in V (V725 Tau) ;

XP X-ray pulsar systems. The primary component is usually an ellipsoidal early-type supergiant. The reflection effect is very small and light variability is mainly caused by the ellipsoidal primary component's rotation. Periods of light changes are between 1 and 10 days ; the period of the pulsar in the system is from 1 s to 100 min. Light amplitudes usually do not exceed several tenths of a magnitude (Vela X-1 = GP Vel) ;

XPR X-ray pulsar systems featuring the presence of the reflection effect. They consist of a dB-dF-type primary and an X-ray pulsar, which may also be an optical pulsar. The mean light of the system is brightest when the primary component is irradiated by X rays ; it is faintest during a low state of the X-ray source. The total light amplitude may reach 2-3 mag in V (HZ Her) ;

XPRM X-ray systems consisting of a late-type dwarf (dK-dM) and a pulsar with a strong magnetic field. Matter accretion on the compact object's magnetic poles is accompanied by the appearance of variable linear and circular polarization ; hence, these systems are sometimes known as "polars". The amplitudes of the light changes are usually about 1 mag in V but, provided that the primary component is irradiated by X rays, the mean brightness of a system may increase by 3 mag in V. The total light amplitude may reach 4-5 mag in V (AM Her, AN UMa).

If the beam of X-ray emission originating at the magnetic poles of the rotating hot compact object does not pass through the observer's position and the system is not observed as a pulsar, the letter "P" in the above symbols for X-ray- system types is not used. If an X-ray system is also an eclipsing or an ellipsoidal variable, the X-ray symbol is preceded by "E" or "ELL" joined with the X-ray symbol by a "+" sign (e.g., E+X, ELL+X).

A.7 Other Symbols

In addition to the variable-star types described above, certain other symbols that need to be explained will be found in the Type data field :

BLLAC Extragalactic BL Lacertae-type objects. These are compact quasistellar objects showing almost continuous spectra with weak emission and absorption lines and relatively rapid irregular light changes with amplitudes up to 3 mag in V or more. Sources of strong X-ray radiation and radio waves, their emission displays strong and variable linear polarization in the visible and infrared spectral regions. Some objects of this type, considered erroneously to be variable stars and designated in the GCVS system, will probably sometimes be included in the main table of the Catalogue in the future, too.

CST Nonvariable stars, formerly suspected to be variable and hastily designated. Further observations have not confirmed their variability.

GAL Optically variable quasistellar extragalactic objects (active galactic nuclei [AGNs]) considered to be variable stars by mistake.

L : Unstudied variable stars with slow light changes.

QSO Optically variable quasistellar extragalactic sources (quasars) that earlier were erroneously considered to be variable stars.

S : Unstudied variable stars with rapid light changes.

***** Unique variable stars outside the range of the classifications de- scribed above. These probably represent either short stages of transition from one variability type to another or the earliest and latest evolutionary stages of these types, or they are insufficiently studied members of future new types of variables.

+ If a variable star belongs to several types of light variability simultaneously, the types are joined in the Type field by a "+" sign (e.g., E+UG, UV+BY).

N.N. Samus [Moscow Inst. Astron.] and
O.V. Durlevich [Sternberg Astron. Inst., Moscow],
6-May-1998

Annexe B

Largeur des pics du transit

On a vu au **chapitre 2** que la largeur des pics du transit dépendait de la tache d'Airy de l'étoile et de la vitesse de rotation du satellite sur lui-même. Cette vitesse de rotation était de 168.75″/seconde. Soit θ le rayon angulaire de la tache d'Airy, on a :

$$\sin(\theta) = \frac{1,22 \times \lambda}{D}$$

Les longueurs d'onde moyennes correspondant aux deux couleurs B_T et V_T sont :

$$\lambda_{B_T} = 430 \text{ nm} \ , \ \lambda_{V_T} = 530 \text{ nm}$$

Le diamètre d'ouverture du télescope de Hipparcos est de 29 cm. On peut donc déterminer le temps de passage de l'étoile à travers une fente, qui correspond à la largeur de la fente plus deux fois la demi-largeur de la tache d'Airy, divisé par la vitesse de passage de l'étoile sur le plan focal, qui est égale à la vitesse de rotation du satellite. Pour la fente verticale on a donc :

$$\text{Temps de traversée } = (\text{Largeur de la fente} + 2 \times \theta)/168{,}75$$

et pour la fente inclinée à 45 °, le temps de traversée est une peu plos long :

$$\text{Temps de traversée } = (\text{Largeur de la fente} + 2 \times \theta \times \sqrt{2})/168{,}75.$$

$$\begin{aligned} \sin(\theta_{B_T}) = 1{,}8089.10^{-6} \Rightarrow \theta_{B_T} &= 1{,}0364.10^{-4} \text{ degré} \Rightarrow \varnothing \text{ Tache d'Airy}_{B_T} = 0{,}75'' \\ \sin(\theta_{V_T}) = 2{,}2296.10^{-6} \Rightarrow \theta_{V_T} &= 1{,}2774.10^{-4} \text{ degré} \Rightarrow \varnothing \text{ Tache d'Airy}_{V_T} = 0{,}92'' \end{aligned}$$

Le signal étant échantillonné à 600 Hz, cela se traduit par une largeur du pic différente dans chacune des couleurs, et pour chacun des systèmes de fentes ; pour la fente verticale on obtient :

$$\begin{aligned} \text{Temps}_{B_T} &= 9{,}7.10^{-3} \text{ seconde} = 5{,}86 \text{ échantillons} \\ \text{Temps}_{V_T} &= 10{,}8.10^{-3} \text{ seconde} = 6{,}47 \text{ échantillons} \end{aligned} \tag{B.1}$$

et pour la fente inclinée :

$$\begin{aligned} \text{Temps}_{B_T} &= 11{,}6.10^{-3} \text{ seconde} = 6{,}97 \text{ échantillons} \\ \text{Temps}_{V_T} &= 13{,}04.10^{-3} \text{ seconde} = 7{,}83 \text{ échantillons} \end{aligned} \tag{B.2}$$

Lors de la réduction, qui est basée sur la courbe de réponse de la fente verticale, une valeur maximale de 6,7 pas d'échantillonnage a été adoptée, formant un compromis avec la largeur de la fente inclinée.

Annexe C

Bruit de photons sur une mesure fusionnée

Au **chapitre 3** nous avons dit que le regroupement des observations faisait diminuer le bruit de photon. Nous allons en donner ici la démonstration.

Considérons que nous avons quatre transits ayant fourni quatre déterminations des comptages de photons dans chacune des bandes photométriques :

$$N_{B_1}, N_{B_2}, N_{B_3}, N_{B_4} \text{ et } N_{V_1}, N_{V_2}, N_{V_3}, N_{V_4}$$

avec les valeurs de bruit de fond associées :

$$\langle n_{back_{B_1}} \rangle, \langle n_{back_{B_2}} \rangle, \langle n_{back_{B_3}} \rangle, \langle n_{back_{B_4}} \rangle, \text{ et } \langle n_{back_{V_1}} \rangle, \langle n_{back_{V_2}} \rangle, \langle n_{back_{V_3}} \rangle, \langle n_{back_{V_4}} \rangle$$

Pour chacune de ces observations, le rapport signal-sur-bruit s'écrit, comme on l'a vu page 68 :

$$\text{SNRB}_i = \frac{N_{B_i} - \langle n_{back_{B_i}} \rangle}{\sqrt{N_{B_i}}},\ i = 1, 4, \text{ idem pour SNRV}_i \tag{C.1}$$

Si maintenant on considère la contribution de ce paquet de mesure à la courbe de lumière et que l'on veut savoir quel est le rapport signal-sur-bruit moyen résultant de ces quatre mesures dans la bande B_T pour l'estimation de la courbe de lumière vraie, on a :

$$\text{SNRB'} = \frac{1}{4} \left(\sum_{i=1}^{4} \frac{N_{B_i} - \langle n_{back_{B_i}} \rangle}{\sqrt{N_{B_i}}} \right), \text{ idem pour SNRV'} \tag{C.2}$$

Au lieu d'utiliser les quatre mesures dans les deux bandes photométriques, si on reconstruit plutôt le comptage de photon issu de la bande T, on obtient pour chacun des transits :

$$\mathrm{SNRT}_i = \frac{N_{B_i} - \langle n_{back_{B_i}} \rangle + N_{V_i} - \langle n_{back_{V_i}} \rangle}{\sqrt{N_{B_i} + N_{V_i}}} \tag{C.3}$$

et si de surcroît on regroupe les mesures des quatres transits, on obtient alors une mesure fusionnée dont le rapport signal-sur-bruit s'écrit :

$$\text{SNRT'} = \frac{\sum_{i=1}^{4} N_{B_i} + \sum_{i=1}^{4} N_{V_i} - \sum_{i=1}^{4} \langle n_{back_{B_i}} \rangle - \sum_{i=1}^{4} \langle n_{back_{B_i}} \rangle}{\sqrt{\sum_{i=1}^{4} N_{B_i} + \sum_{i=1}^{4} N_{V_i}}} \tag{C.4}$$

Regardons maintenant ce que vaut le rapport des deux :

$$\frac{\text{SNRB'}}{\text{SNRT'}} = \frac{\frac{1}{4}\left(\sum_{i=1}^{4} \frac{N_{B_i} - \langle n_{back_{B_i}} \rangle}{\sqrt{N_{B_i}}}\right)}{\frac{\sum_{i=1}^{4} N_{B_i} + \sum_{i=1}^{4} N_{V_i} - \sum_{i=1}^{4} \langle n_{back_{B_i}} \rangle - \sum_{i=1}^{4} \langle n_{back_{B_i}} \rangle}{\sqrt{\sum_{i=1}^{4} N_{B_i} + \sum_{i=1}^{4} N_{V_i}}}} \tag{C.5}$$

On voit bien que quelles que soient les valeurs des paramètres, SNRT' sera toujours plus grand que SNRB' + SNRV' en particulier du fait du facteur $\frac{1}{4}$ qui apparaît dans la moyenne,

$$\frac{\text{SNRB'+SNRV'}}{\text{SNRT'}} = \frac{\frac{1}{4}\left(\sum_{i=1}^{4} \frac{N_{B_i} - \langle n_{back_{B_i}} \rangle}{\sqrt{N_{B_i}}} + \sum_{i=1}^{4} \frac{N_{V_i} - \langle n_{back_{V_i}} \rangle}{\sqrt{N_{V_i}}}\right)}{\frac{\sum_{i=1}^{4} N_{B_i} - \langle n_{back_{B_i}} \rangle}{\sqrt{\sum_{i=1}^{4} N_{B_i} + \sum_{i=1}^{4} N_{V_i}}} + \frac{\sum_{i=1}^{4} N_{V_i} - \langle n_{back_{V_i}} \rangle}{\sqrt{\sum_{i=1}^{4} N_{B_i} + \sum_{i=1}^{4} N_{V_i}}}} \tag{C.6}$$

et a fortiori SNRB' ou SNRV' pris individuellement seront aussi bien plus petits que SNRT'. Donc le fait de prendre les mesures fusionnées réduit fortement le bruit de photons sur la mesure.

Annexe D

Quelques courbes de lumière

Nous présentons ici quelques courbes de lumières d'étoiles variables particulières sur lesquelles nous nous étions attardés aux chapitres 1 et 9. Toutes les courbes sont construites avec la magnitude T de Tycho et la meilleure période que nous avons retenue pour l'identification.

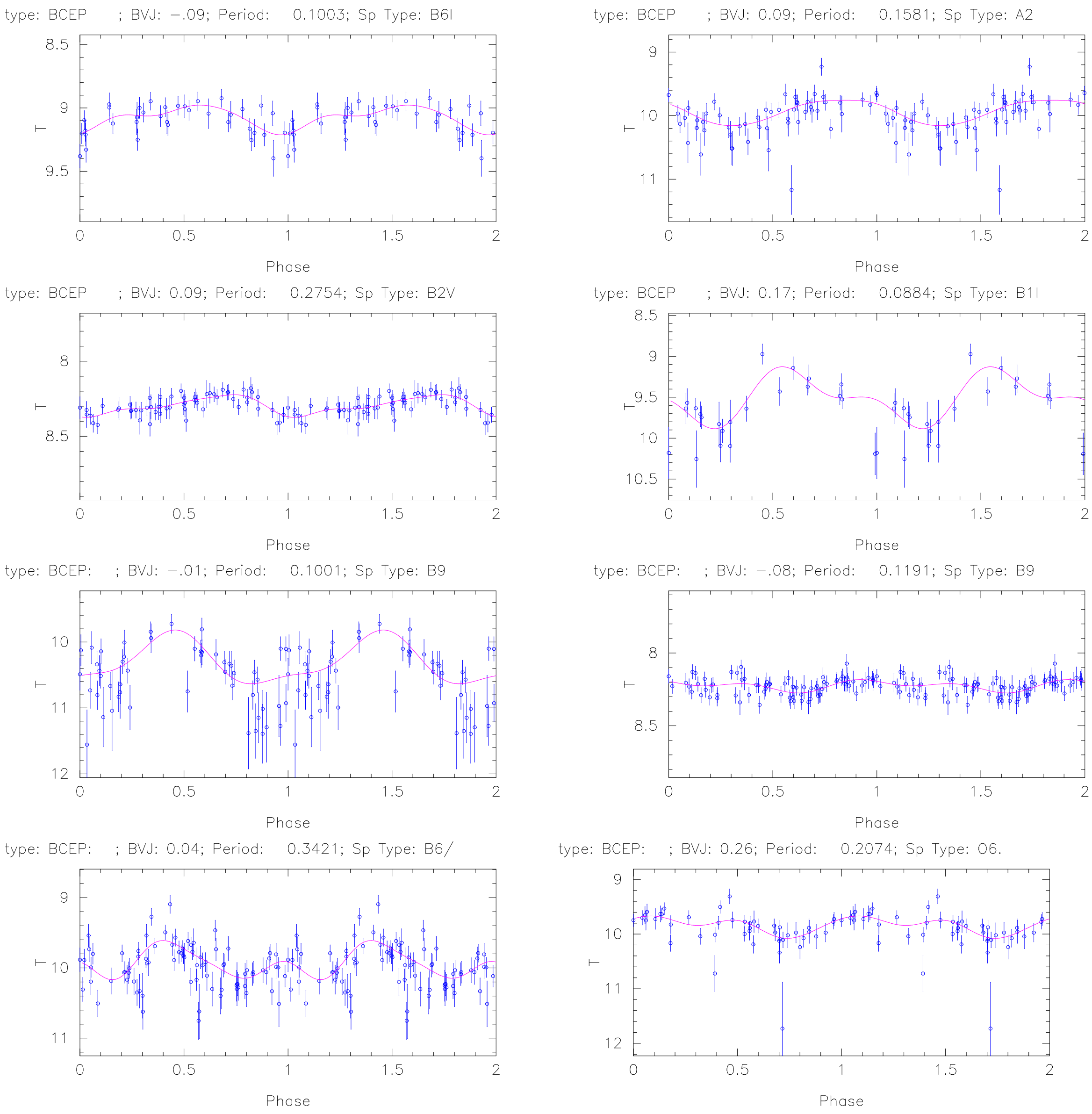


Fig. D.1 : *Huit nouvelles candidates étoiles de type β Cephei*

La figure D.1 montre huit nouvelles candidates étoiles variables identifiées comme appartenant au type β Cephei avec certitude (BCEP) ou avec une forte présomption (BCEP :). On remarquera qu'il s'agit souvent d'étoiles relativement brillantes, ce qui nous permet de trouver un ajustement de la courbe de lumière raisonnable même avec des amplitudes assez faibles. La seconde étoile représentée a été acceptée sur la base de son indice de couleur, bien que le type spectral donné par SIMBAD soit A2. Ces étoiles nécessiteront malgrè tout une confirmation, en vérifiant par exemple que la courbe de vitesse radiale est bien similaire à la courbe de lumière.

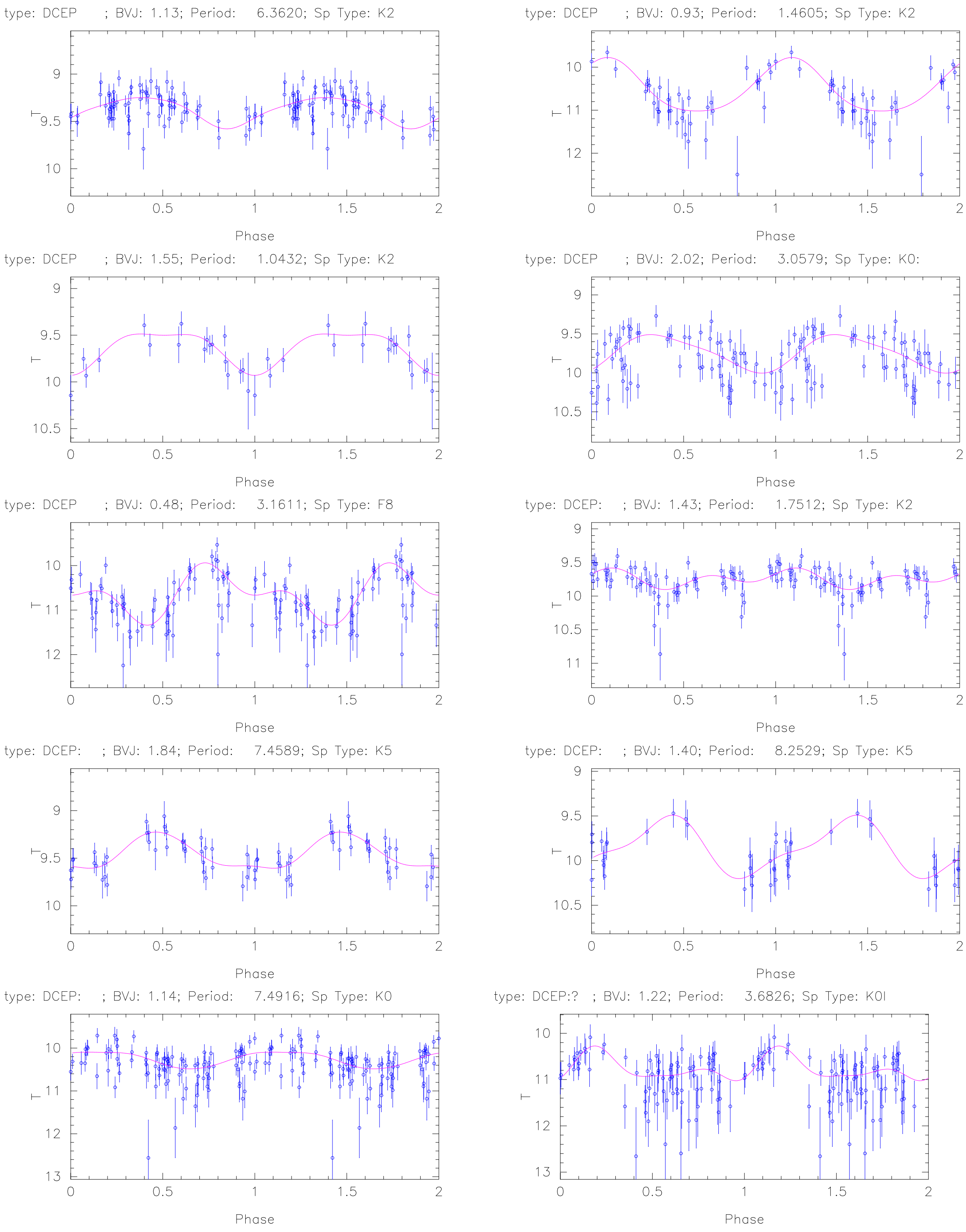


Fig. D.2 : *10 nouvelles candidates δ Cephei*

La figure D.2 présente dix nouvelles candidates étoiles variables δ Cephei identifiées avec certitude (DCEP) ou avec une forte présomption (DCEP :). Il n'est pas exclu que certaines d'entre elles soit plutôt de population II, mais des observations complémentaires seront nécessaires pour différencier ces cas. A la seule vue de la courbe de lumière, la deuxième étoile en partant du haut dans la colonne de droite pourrait tout aussi bien être une binaire à éclipses. La mise en balance de tous les paramètres a conduit à préférer le type δ Céphéide. Cette étoile devra donc être observée avec plus de précision afin de vérifier le type d'appartenance.

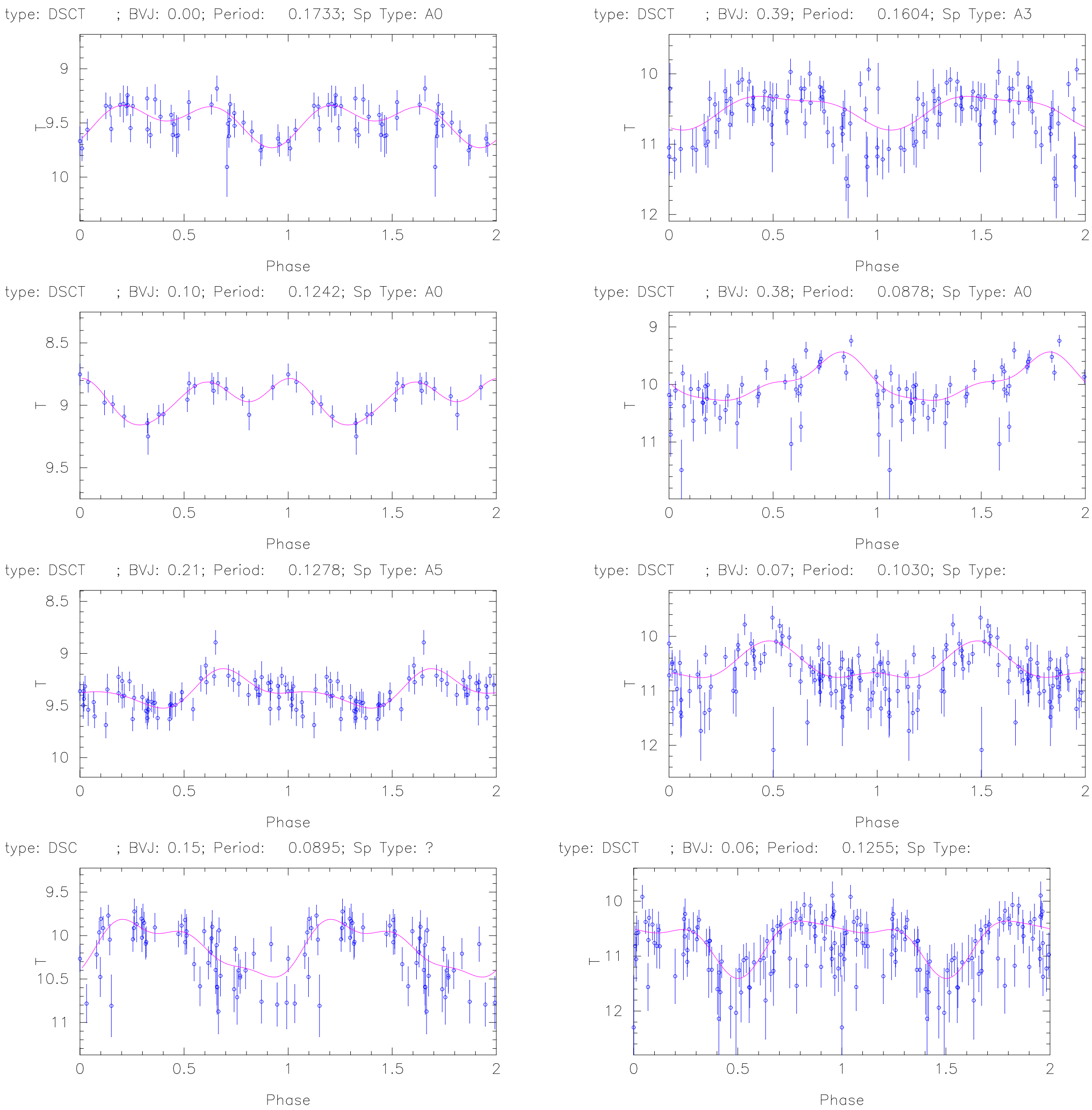


Fig. D.3 : ***14 nouvelles candidates δ Scuti***

Les figures D.3 et D.4 montrent les courbes de lumière des étoiles variables dont le type le plus vraisemblable était celui des δ Scuti. L'allure particulière des deux courbes en haut à droite aurait pu faire penser à des binaires à éclipses de type EB, mais la valeur de la période est trop faible pour ce type d'étoiles doubles. De plus cette forme à deux maxima n'interdit pas l'appartenance à la famille des δ Scuti.

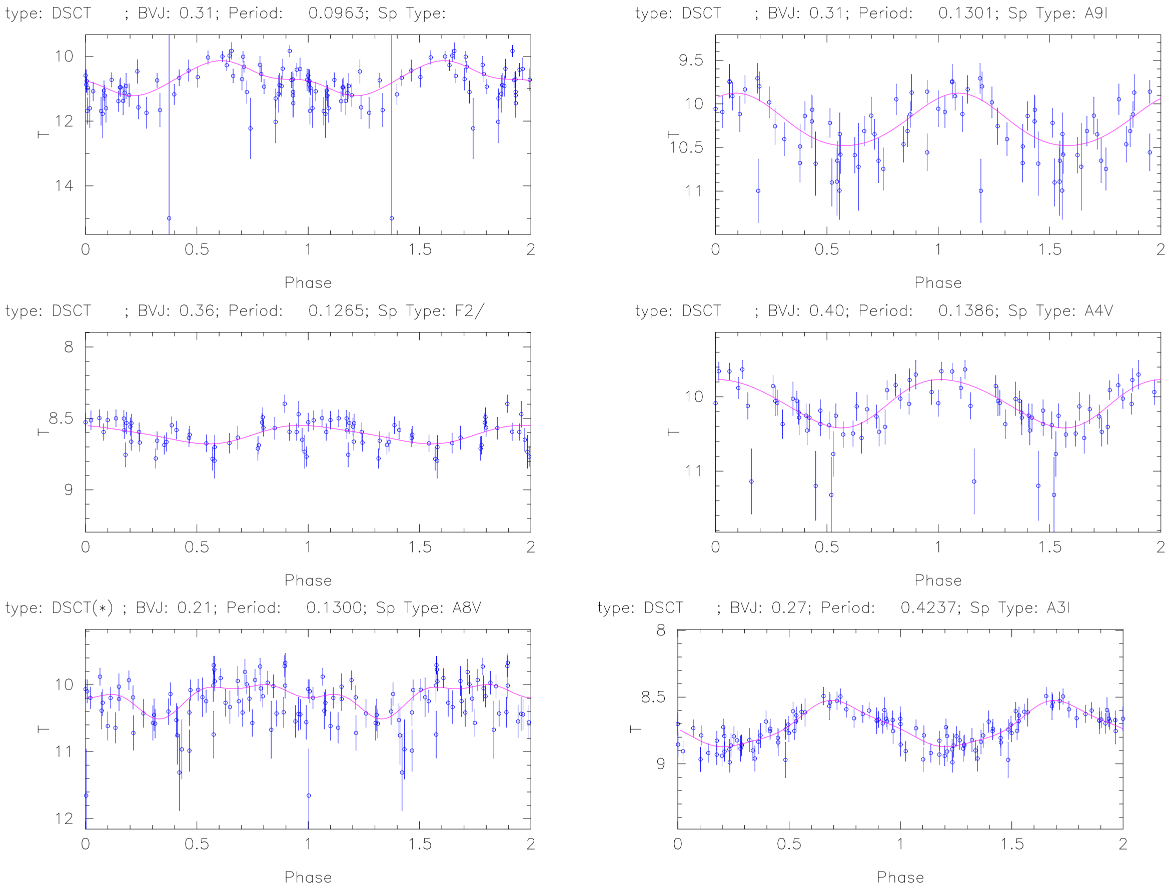


Fig. D.4 : *14 nouvelles candidates δ Scuti (suite)*

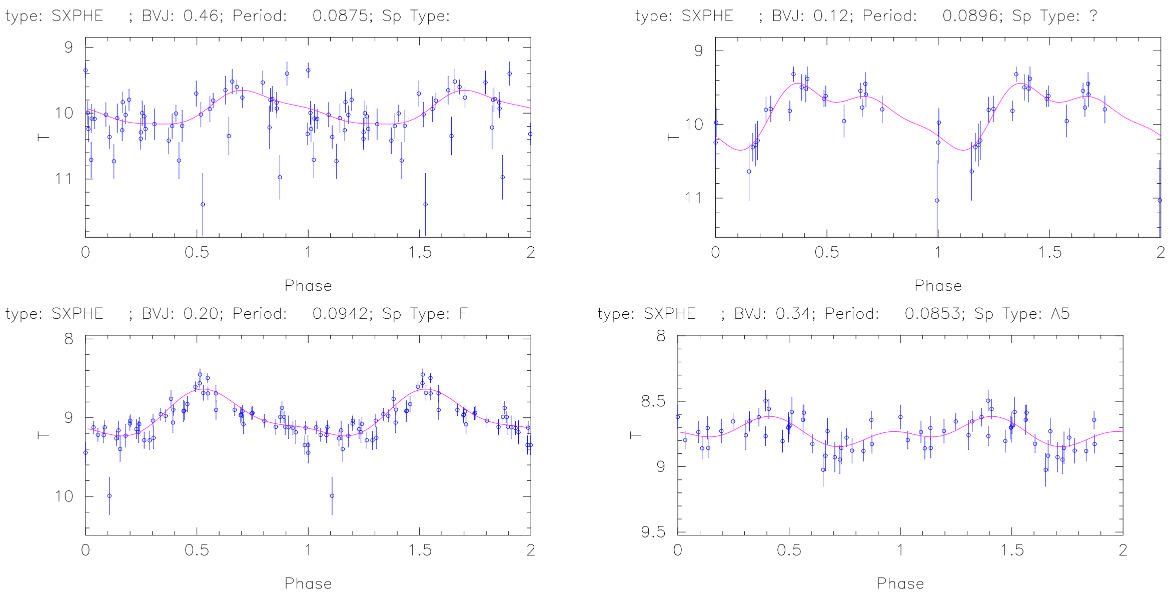


Fig. D.5 : *4 nouvelles candidates étoiles de type SX Phœnicis*

Nous présentons quatre courbes de lumière de SX Phœnicis (figure D.5) illustrant la diversité de forme de branches ascendantes que l'on peut rencontrer.

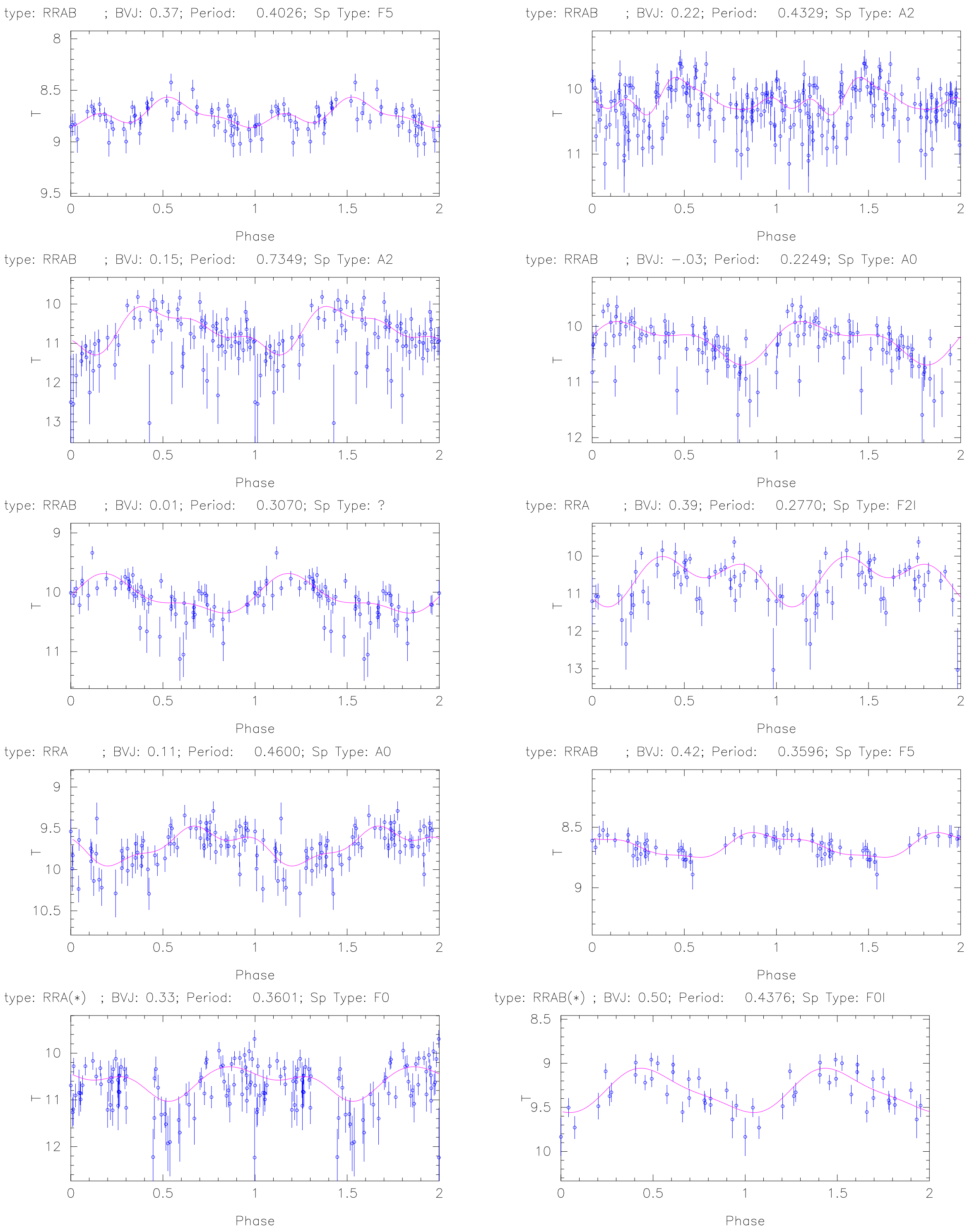


Fig. D.6 : *10 nouvelles candidates RR Lyræ (RRAB)*

Nous présentons dix nouvelles candidates RR Lyræ sur la figure D.6. On remarquera l'augmentation du bruit dans la courbe de lumière lorsqu'on va vers les magnitudes faibles.

La dernière étoile en bas à droite est peut-être multipériodique.

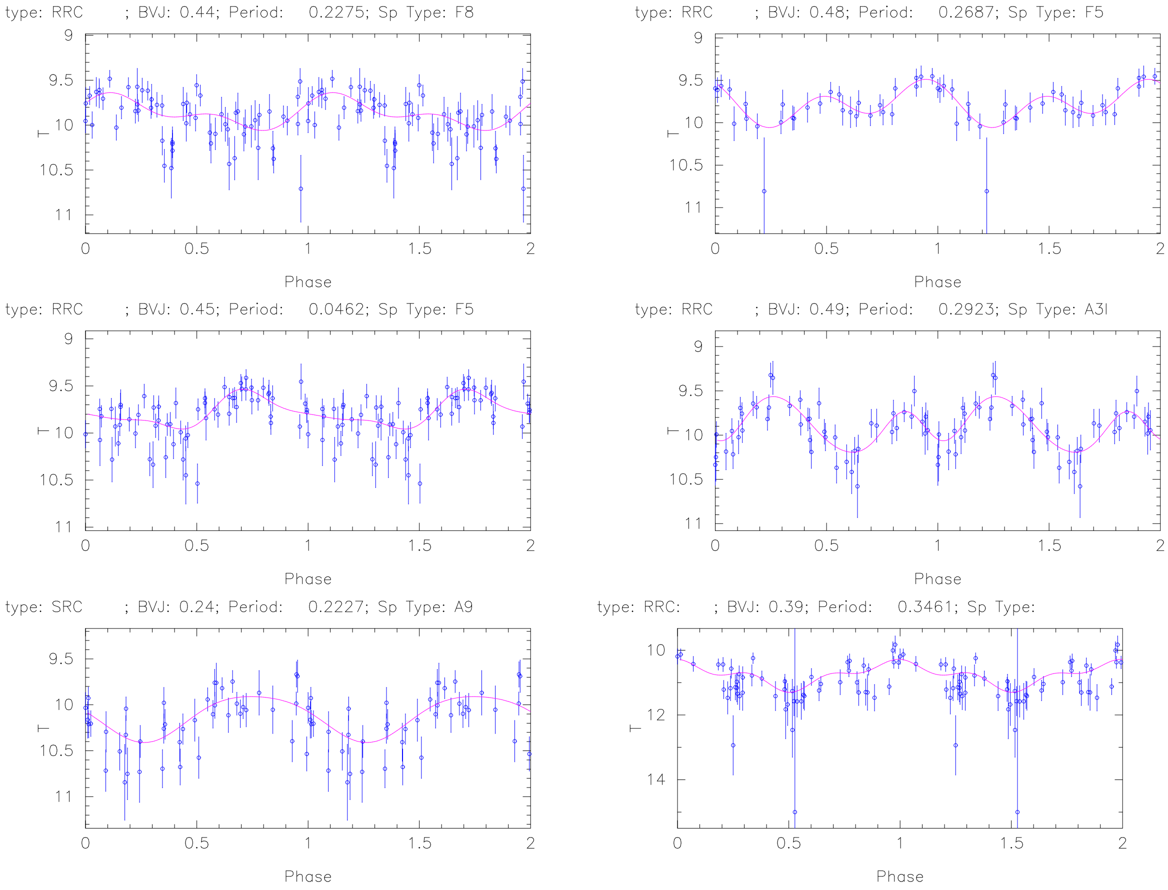


Fig. D.7 : *6 nouvelles candidates RR Lyræ (RRC)*

Nous présentons quelques courbes de binaires à éclipses de types EA sur la figure D.8 afin d'illustrer la difficulté que l'on rencontre parfois à identifier la période. En effet, si on regarde par exemple la deuxième courbe en partant du haut, colonne de gauche, on s'apperçoit que l'on a deux éclipses quasiment de même profondeur, la différence ne se faisant que sur un point. Nous n'avons cependant pas pu déterminer s'il fallait garder cette période ou la moitié de celle-ci.

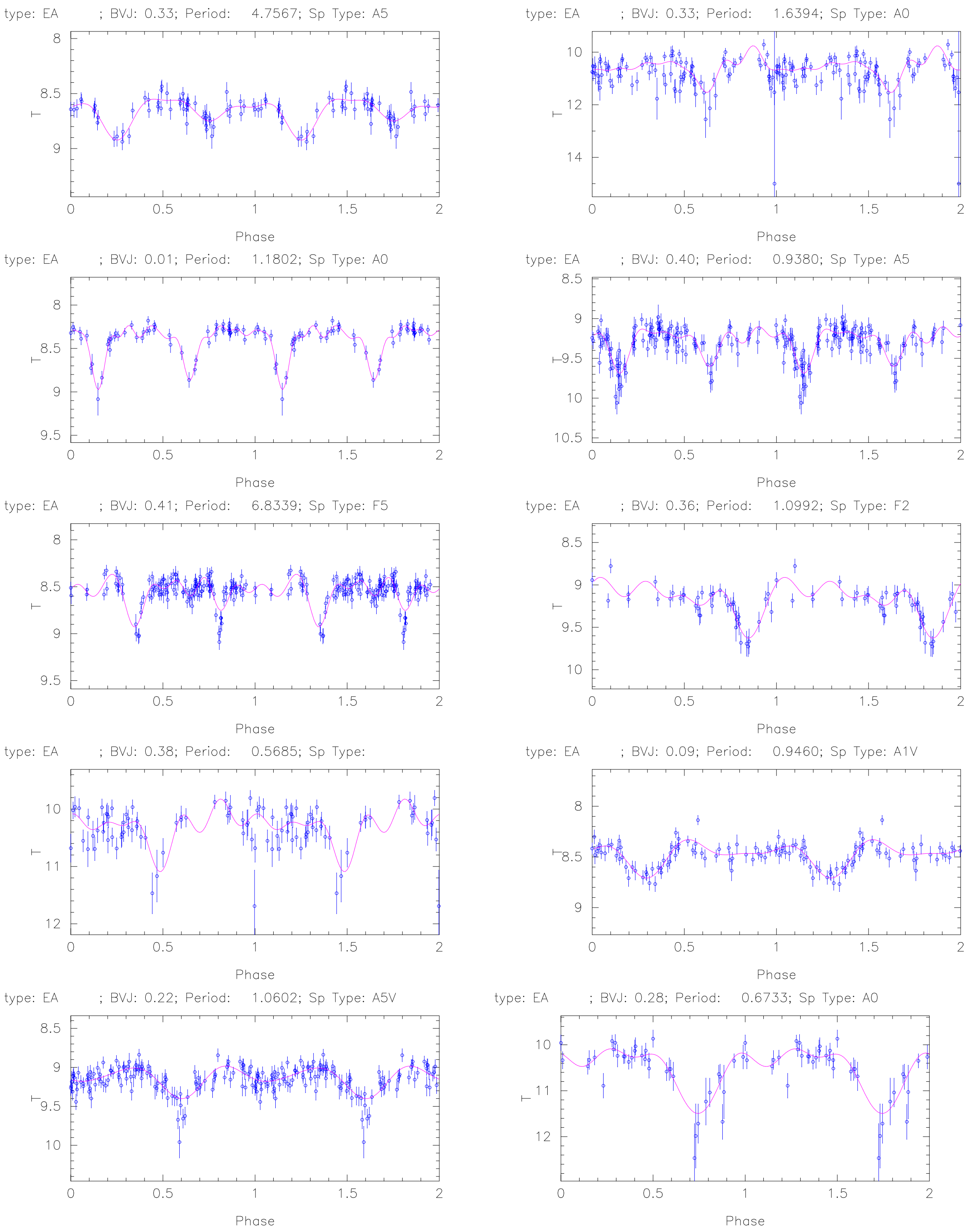


Fig. D.8 : *Dix nouvelles candidates binaires à éclipses de type EA*

Nous donnons quelques exemples de semi-régulières sur les figures D.13, D.14 et D.15.

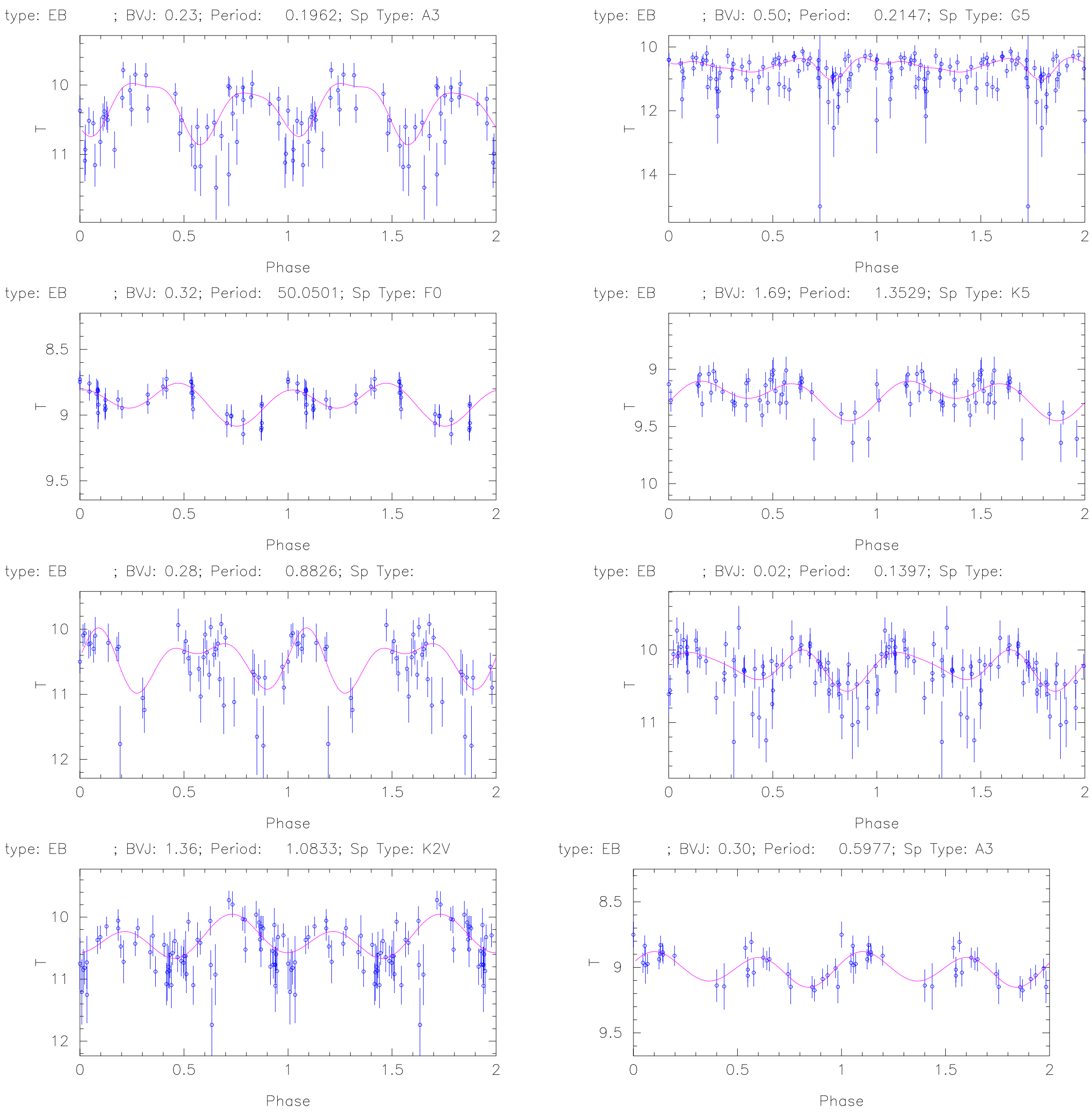


Fig. D.9 : *Seize nouvelles candidates binaires à éclipses de type EB*

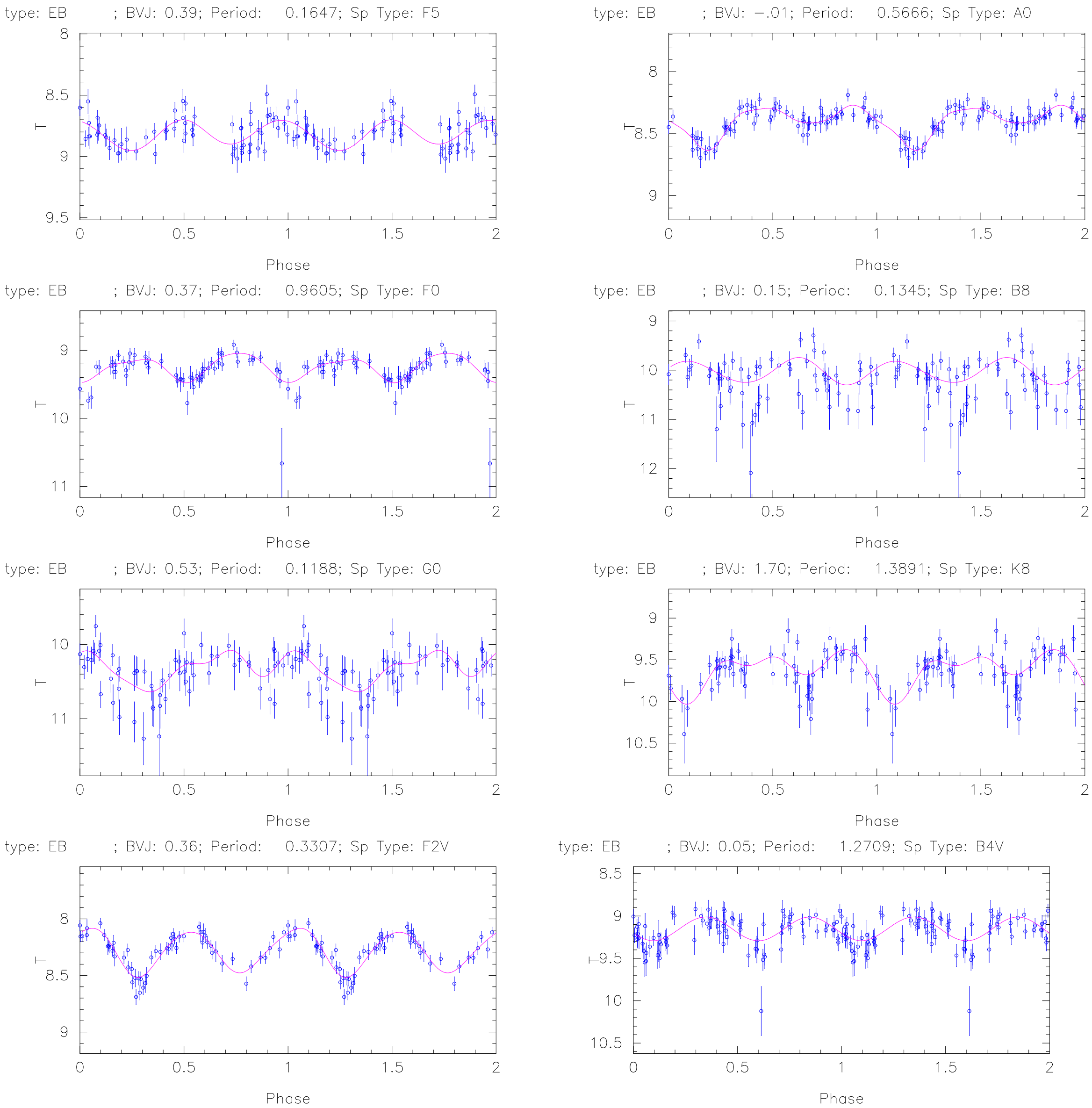


Fig. D.10 : *Seize nouvelles candidates binaires à éclipses de type EB (suite)*

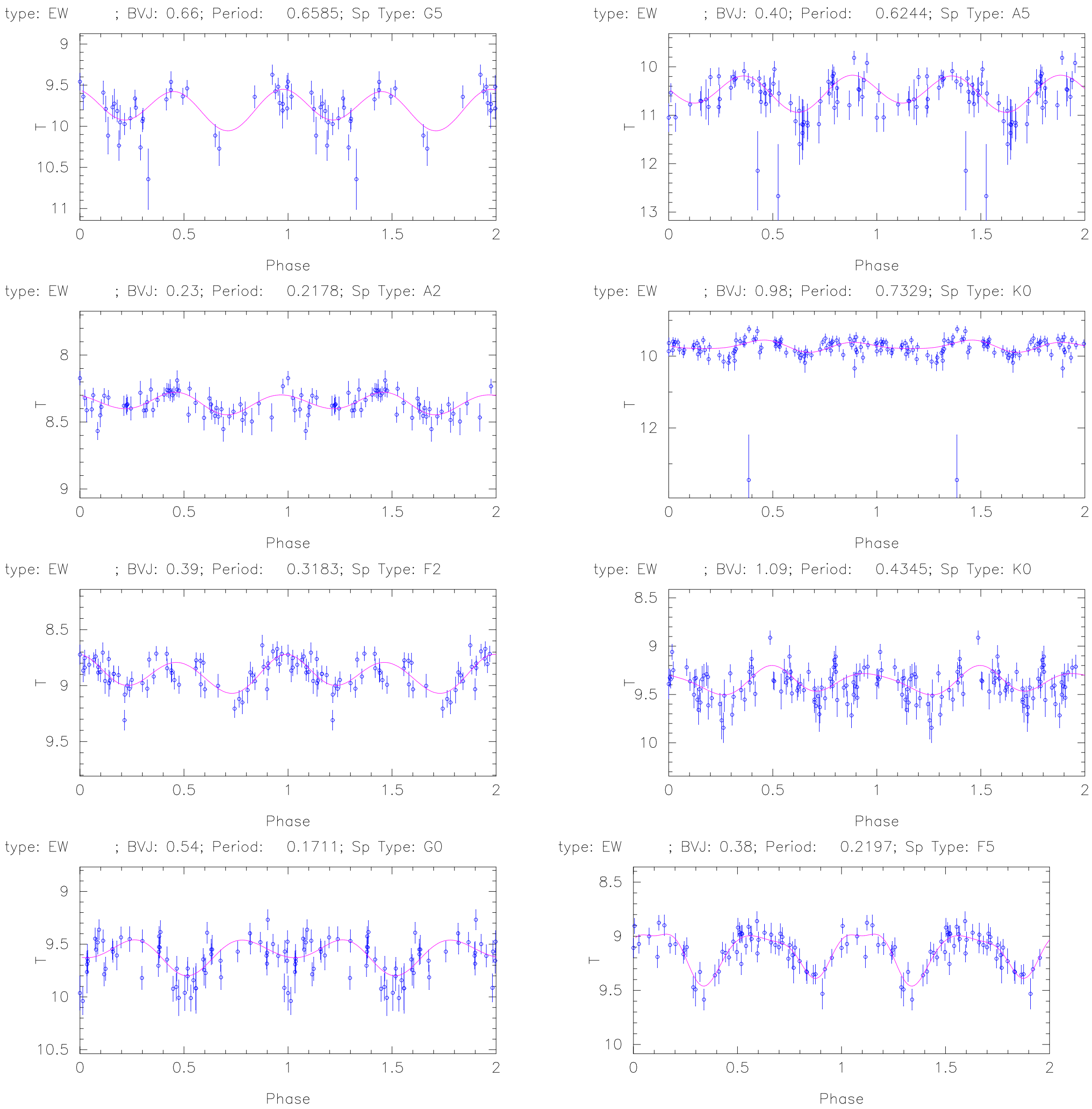


Fig. D.11 : *Onze nouvelles candidates binaires à éclipses de type EW*

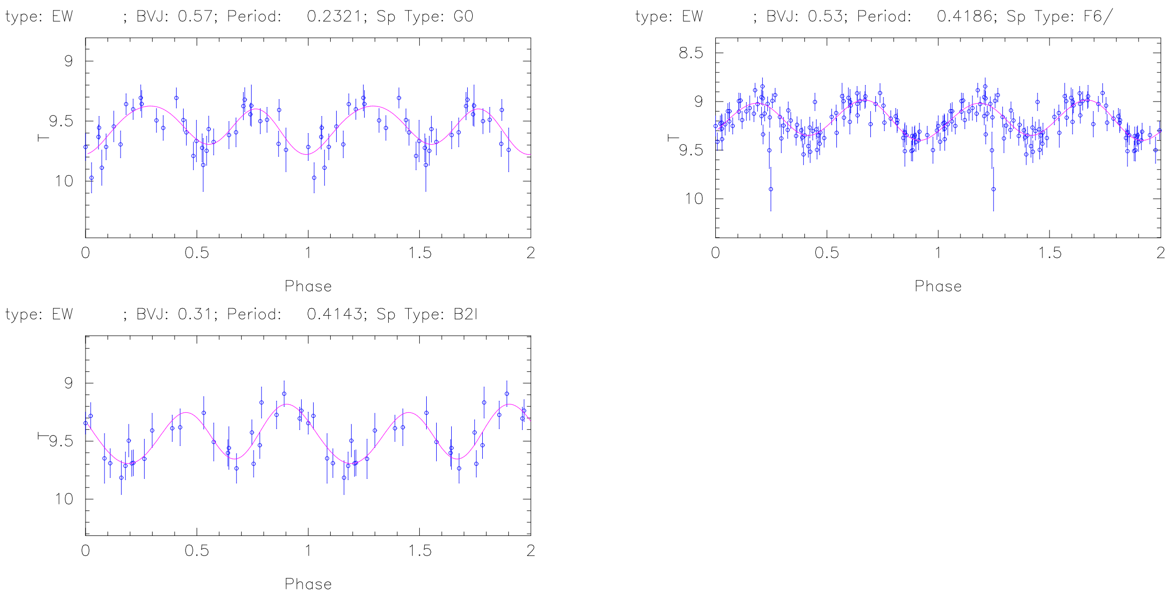


Fig. D.12 : *Onze nouvelles candidates binaires à éclipses de type EW (suite)*

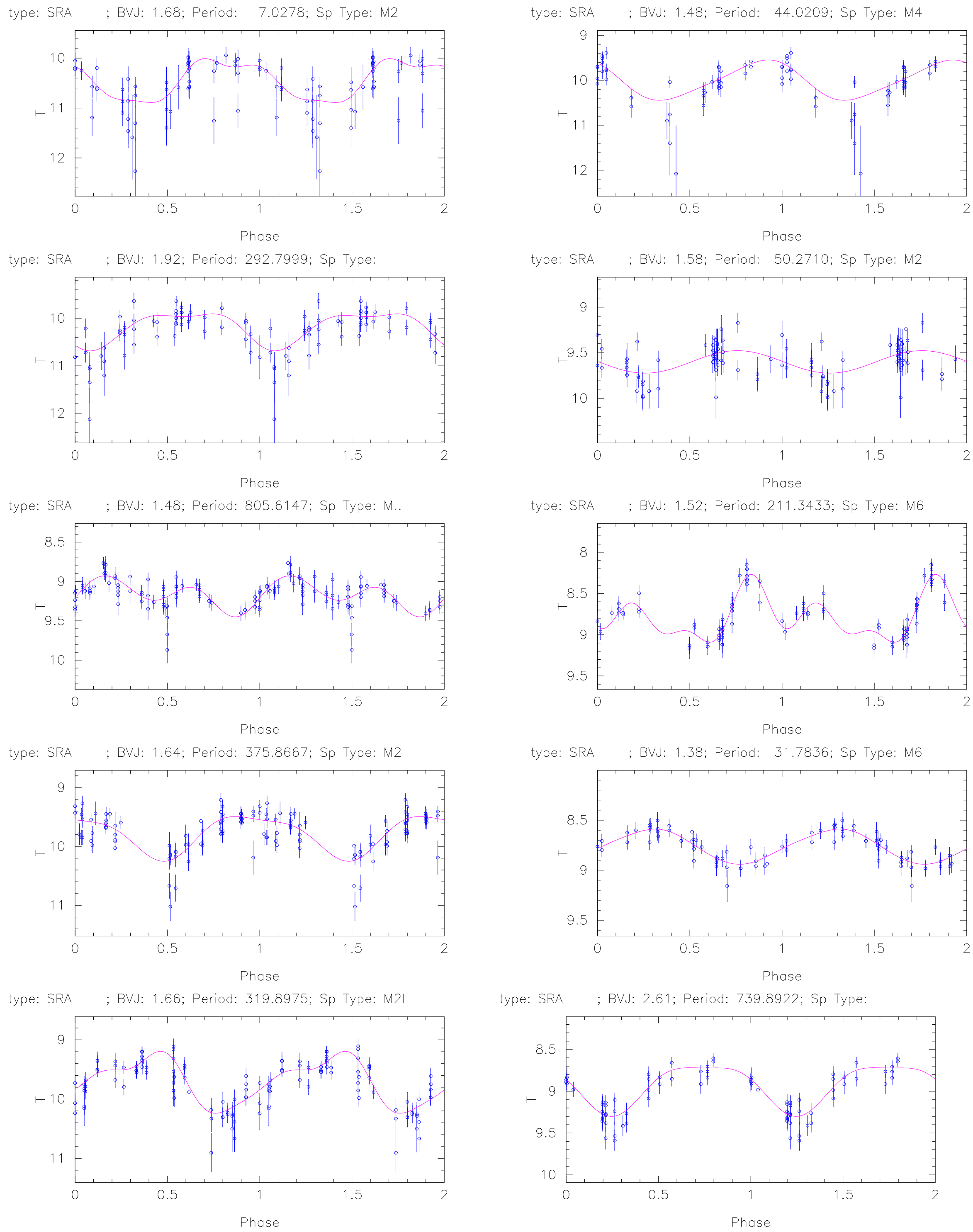


Fig. D.13 : *Dix nouvelles candidates étoiles de type semi-régulières (SRA)*

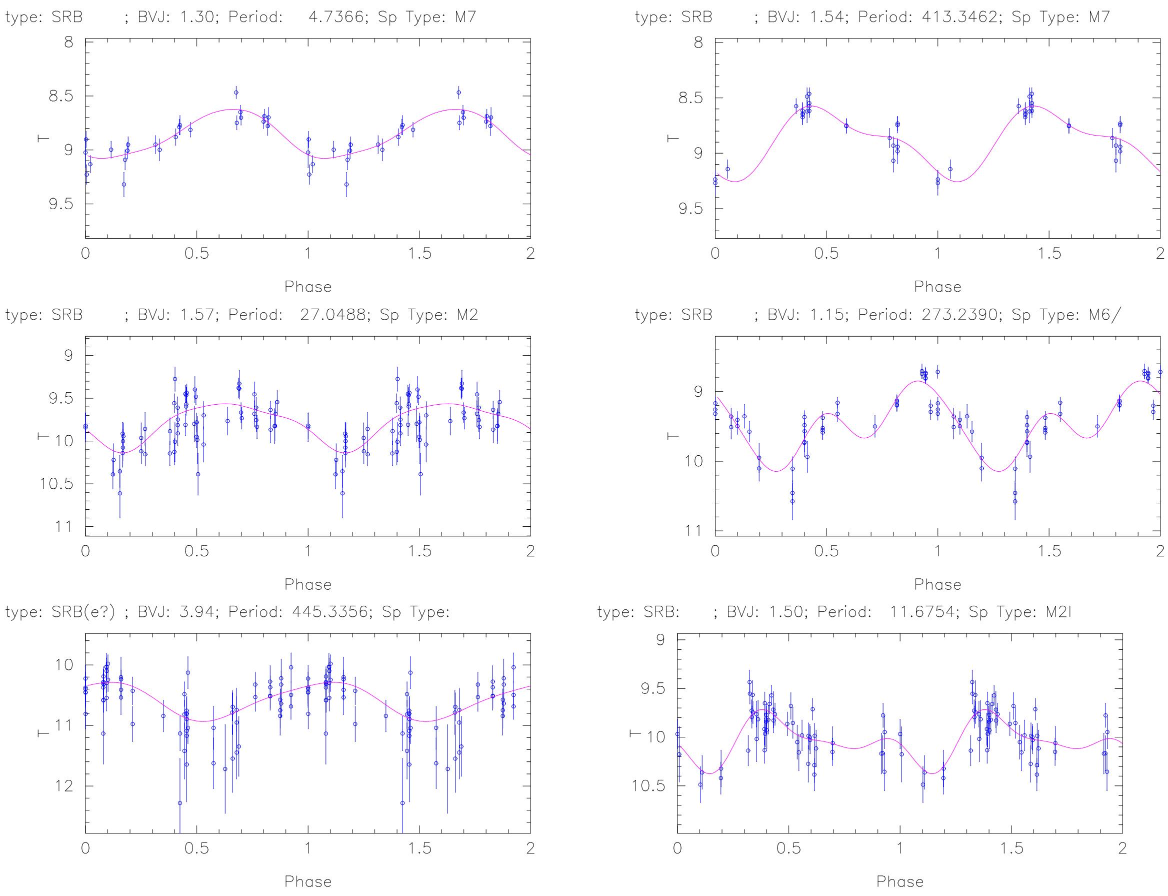


Fig. D.14 : *Six nouvelles candidates SRB*

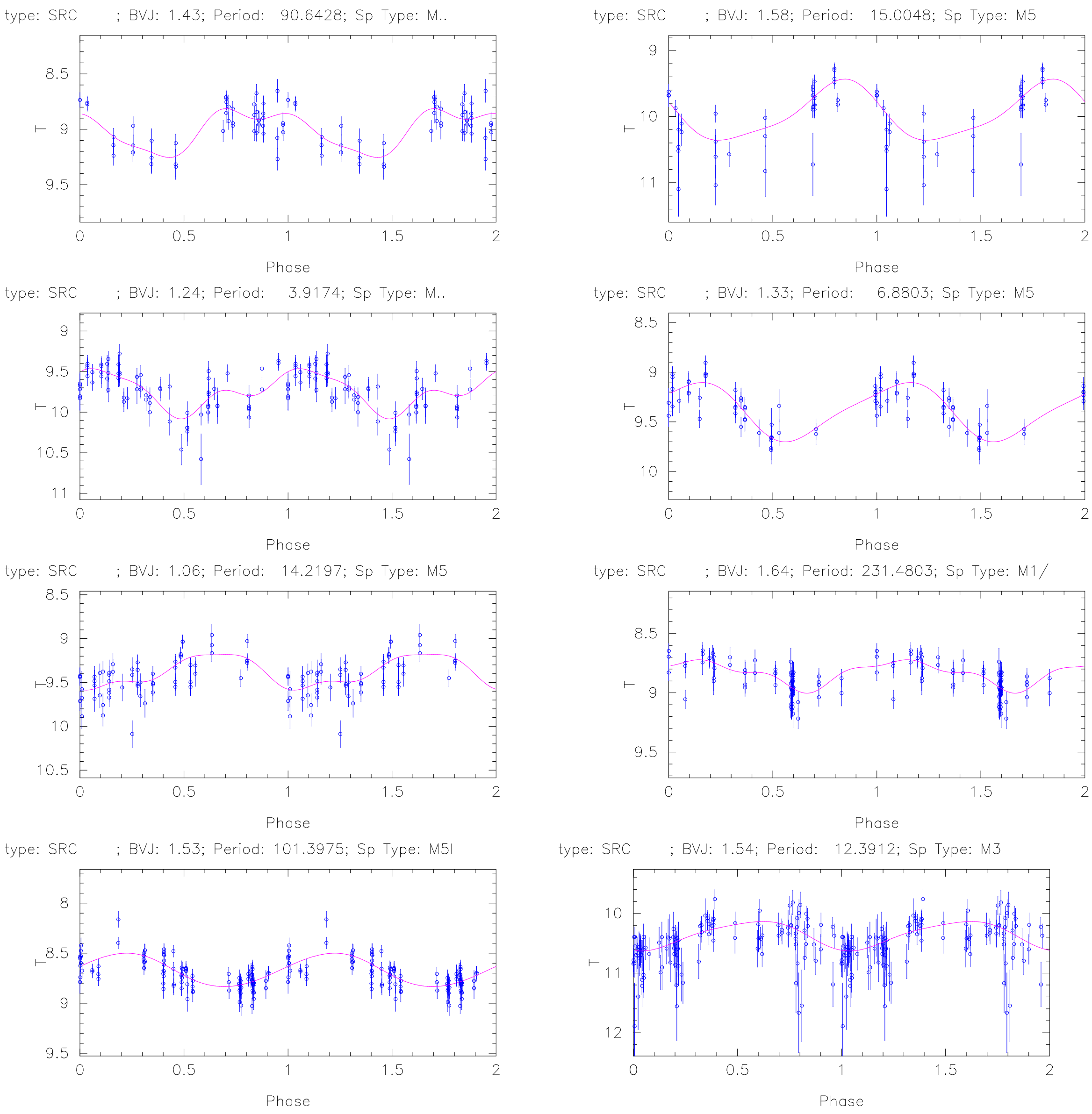


Fig. D.15 : ***Huit nouvelles candidates SRC***

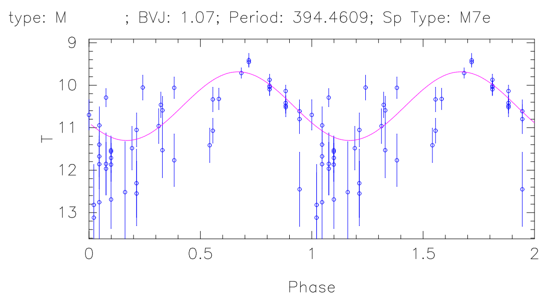


Fig. D.16 : ***L'unique nouvelle candidate Mira***

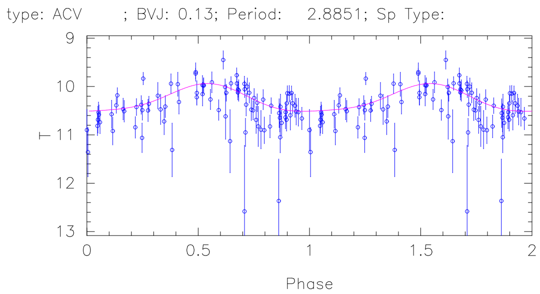


Fig. D.17 : *L'unique étoile de type α Canum Venaticorum*

Annexe E

Résultats de l'identification des étoiles variables

Nous donnons dans les pages qui vont suivre quatre tables résumant les résultats de la détection, de la recherche de période et de l'identification pour les étoiles de tout l'échantillon. Les deux premières tables concernent les étoiles précédemment connues détectées en T pour la première et en $B_T - V_T$ pour la seconde. Les troisième et quatrième tables concernent les étoiles nouvelles détectées en T, puis en $B_T - V_T$.
Les quatre tables que nous présentons sont constituées des champs suivants :

- Tycho-id. : les trois numéro formant l'identificateur de Tycho,
- Coordonnées : les coordonnées équatoriales (ICRS) α et δ pour l'époque J1991.25 provenant du catalogue Tycho,
- HIP : le numéro Hipparcos quand il existe,
- Type : identification du type de variabilité donné dans Hipparcos, s'il existe,
- Nac : nombre de transits détectés utilisés dans notre recherche,
- B_T et V_T : les magnitudes moyennes venant du catalogue Tycho–2,
- t_T : résultat du test de l'hypothèse nulle : « l'étoile est constante » à l'aide du test de Kolmogorov modifié donnant la probabilité que l'étoile soit constante avec les magnitudes observées par Tycho dans la bande T. Donc plus t_T est petit, moins l'étoile paraît constante, et plus elle doit être variable.
- $t_{B_T-V_T}$: idem pour le test en $B_T - V_T$,
- A : code se rapportant à l'amplitude de variabilité, identique au champ H6 de Hipparcos (1 : amplitude de variabilité dans Hipparcos $<$ 0,06 magnitude H_p, 2 : 0,06 à 0,6 magnitude H_p, 3 : $>$ 0,6 magnitude H_p),
- B : code signifiant que l'étoile a été classée Périodique ou « Unsolved » lors de la recherche de variabilité dans Hipparcos, identique au champ H52 de Hipparcos (C : Constante, D : duplicité induisant de la variabilité, M : probablement Micro-variable, P : périodique, R : problèmes photométiques corrigés lors de la réduction, U : non-résolues.),
- C : code marquant les étoiles qui se trouvaient dans le GCVS en 1998 (G : étoile présente dans le GCVS, N : étoile déjà mentionnée dans le NSV),
- D : code rappelant si l'étoile se trouve dans les annexes A ou B de Tycho,
- GCVS : nom GCVS de l'étoile, s'il existe,

- $B - V$: indice de couleur $(B - V)_J$ déduit des magnitudes du catalogue Tycho–2,
- Spe.Type : Type spectral de l'étoile trouvé dans SIMBAD,
- Période : meilleure période retenue lors de la recherche de périodes,
- ampl : amplitude de la courbe de lumière correspondant à cette meilleure période,
- dur. : indicateur de la disymétrie de la courbe avec cette période, c'est à dire portion temporelle de la courbe de lumière se trouvant plus faible que la magnitude moyenne de l'étoile,
- P : code indiquant si l'étoile a été classée Périodique, non-périodique mais identifiée, soit « Unsolved » ou Autre, qui regroupe les étoiles non-identifiées pour lesquelles on n'a rien pu dire.
- N-type : le nouveau type de variabilité, s'il existe.

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-type
4000- 2236- 1	354.00431797	52.63253993	0	120	9.232	9.297	0.0002701	0.0112219	G B	V0629 Cas	-0.055	A0	0.631950	0.078	0.690	P	ACV
6386- 1259- 1	338.86463840	-17.25745029	111506	121	9.031	8.871	0.0000164	0.7500000	2 P G A	HM Aqr	0.136	A0III	272.714345	0.176	0.490	P	ACYG
742- 1935- 1	92.07545926	13.97153613	29106	33	8.086	8.096	0.0006467	0.7500000	C G A	V0916 Ori	-0.009	B2.5V	0.405801	0.071	0.640	P	BCEP
8704- 1271- 1	234.74000834	-57.70733553	76629	63	9.205	8.247	0.0001474	0.7500000	2 U G A	V0343 Nor	0.814	K0V	17.494707	0.102	0.510	P	BY
4391- 1457- 1	164.36486923	74.33638582	53564	112	9.516	8.163	0.0000000	0.7500000	2 U B		1.150	M6	1.766331	0.168	0.580	P	BY :
3148- 315- 1	297.06444455	43.12694038	97439	102	10.167	9.264	0.0000012	0.0395640	2 P G A	V1154 Cyg	0.768	G0	4.924600	0.295	0.460	P	CEP
5125- 560- 1	279.46293813	-6.79681113	91342	55	9.990	8.131	0.0000000	0.1924918	2 P G A	EW Sct	1.580	K0	5.818991	0.360	0.430	P	CEP(B)
5991- 461- 1	113.15270864	-21.93042401	36666	71	9.165	8.424	0.0000016	0.3255770	3 P G A	VX Pup	0.630	F3IV	2.910827	0.367	0.660	P	CEP(B)
4364- 97- 1	110.43381450	69.67075796	35681	277	9.957	8.596	0.0000732	0.4078579	2 P G A	RU Cam	1.157	Ce+...	21.435476	0.122	0.260	P	CWA
8219- 1374- 1	174.95976472	-47.96422496	56898	100	10.563	9.871	0.0000160	0.0126675	3 P G A	V0420 Cen	0.588	?	24.575070	0.570	0.320	P	CWA
9043- 2295- 1	254.42321224	-63.21047369	83003	140	10.686	10.652	0.0000694	0.1844738	2 P G A	V0341 Ara	0.029	?	10.919000	0.728	0.680	P	CWA :
516- 1779- 1	312.55289978	3.65234032	102853	120	10.149	9.256	0.0000000	0.0314279	3 P G A	TX Del	0.759	F8	6.164945	0.419	0.500	P	CWB
1562- 1255- 1	270.28844941	19.24910960	88242	94	10.603	10.261	0.0000176	0.7500000	3 P G A	BL Her	0.291	F3II	1.307440	0.495	0.640	P	CWB
7301- 987- 1	221.64014046	-32.17090476	72257	77	9.385	8.557	0.0000012	0.0260688	2 P G A	V0553 Cen	0.704	G5II :pva	2.060447	0.290	0.450	P	CWB
462- 1084- 1	286.16423343	1.30615999	93681	72	10.510	8.793	0.0000000	0.0016393	3 P G A	SZ Aql	1.459	K2	17.143619	0.704	0.430	P	DCEP
727- 818- 1	86.26316525	13.57636482	27119	115	9.340	8.351	0.0000000	0.7500000	3 P G A	ST Tau	0.841	G0	4.034711	0.474	0.430	P	DCEP
734- 627- 1	92.80659358	9.61250634	0	60	10.054	8.982	0.0000000	0.0010611	G B	GQ Ori	0.911	B	8.616070	0.400	0.560	P	DCEP
743- 2157- 1	95.55497308	14.67812632	30286	26	9.579	8.544	0.0001173	0.7500000	3 P G A	RS Ori	0.880	F4Ib	7.571000	0.495	0.460	P	DCEP
1045- 646- 1	287.31662341	10.55250446	94094	69	9.782	8.425	0.0000000	0.3159943	3 P G A	FM Aql	1.153	F9Ia :	6.113668	0.470	0.460	P	DCEP
2149- 741- 1	299.36919046	26.55647641	98212	120	10.481	8.957	0.0000003	0.0692225	3 P G A	X Vul	1.295	F8Ia...	6.319900	0.444	0.350	P	DCEP
2153- 2761- 1	299.79499556	29.45075872	98376	134	11.583	10.087	0.0000008	0.1844896	3 P A		1.272	F5	7.833934	0.310	0.630	P	DCEP
2675- 527- 1	303.09512401	32.87163800	99567	135	11.154	9.674	0.0000035	0.7500000	3 P G B	MW Cyg	1.258	F8Ib...	5.953344	0.482	0.460	P	DCEP
2678- 210- 1	301.11068035	34.11229419	98852	105	10.677	9.178	0.0000000	0.0124875	3 P G A	CD Cyg	1.274	F8Ib...	17.069620	0.583	0.530	P	DCEP
2901- 1205- 1	72.44975898	42.28971932	22445	59	10.030	9.012	0.0000008	0.3517326	3 P G A	SV Per	0.865	F8	11.119426	0.588	0.310	P	DCEP
3172- 1510- 1	316.06932934	39.97225613	104002	129	10.997	9.745	0.0000000	0.3654467	3 P G A	VY Cyg	1.064	F6Ib...	7.856095	0.522	0.590	P	DCEP
3176- 1217- 1	315.02659235	42.59756600	103656	133	11.893	9.700	0.0000158	0.0001198	3 P G A	TX Cyg	1.864	F5Ib...	14.693864	0.494	0.430	P	DCEP
3210- 1636- 1	330.10478979	43.44537846	108630	154	9.998	8.982	0.0000000	0.1937733	3 P G A	BG Lac	0.864	G0.7	5.331900	0.412	0.390	P	DCEP
3573- 1534- 1	308.22623670	46.60128578	101393	78	11.215	9.586	0.0000074	0.3167880	3 P G A	SZ Cyg	1.385	F8Ib...	15.109000	0.506	0.360	P	DCEP
3618- 3246- 1	332.26208967	51.04586679	109340	73	10.011	9.187	0.0000043	0.2675465	3 P G A	Y Lac	0.700	F8	4.323691	0.343	0.300	P	DCEP
3661- 1401- 1	3.61768528	56.25294328	1162	152	10.409	9.267	0.0000000	0.0023380	3 P G A	FM Cas	0.971	F7...	5.812923	0.386	0.600	P	DCEP
3665- 1520- 1	3.79090449	58.42429360	1213	124	10.977	9.980	0.0000016	0.0212579	3 P G A	SY Cas	0.847	F5	4.071715	0.516	0.460	P	DCEP
3679- 639- 1	24.30842303	57.75922020	7548	109	10.672	9.345	0.0000000	0.0096298	3 P G A	RW Cas	1.128	G2	14.787000	0.718	0.360	P	DCEP
3697- 3120- 1	31.95200112	58.44354523	9928	100	10.861	9.515	0.0003377	0.2040379	3 P G A	VX Per	1.144	G0	10.887000	0.374	0.720	P	DCEP
3992- 1548- 1	340.21729509	56.82947183	111972	87	10.064	8.710	0.0000000	0.1489869	3 P G A	Z Lac	1.151	F6Ib...	10.883801	0.425	0.590	P	DCEP
3992- 2406- 1	340.36054555	56.43279365	112026	88	9.917	8.971	0.0000000	0.1008503	3 P G A	RR Lac	0.804	K0	6.416874	0.598	0.350	P	DCEP
3992- 2738- 1	342.15832626	56.32154211	112626	126	9.955	8.963	0.0000000	0.0871570	3 P G A	V Lac	0.843	G5	4.984668	0.657	0.310	P	DCEP
5403- 1583- 1	109.15682369	-11.48730961	35212	65	9.141	8.191	0.0000000	0.0000782	3 P G A	RY CMa	0.808	K0	4.678490	0.525	0.390	P	DCEP
5991- 2138- 1	113.19597584	-20.90969430	36685	95	10.002	8.613	0.0000000	0.0020254	3 P G A	X Pup	1.181	K0	25.975000	0.794	0.280	P	DCEP
6566- 628- 1	119.59203767	-29.13010185	38965	127	10.134	8.733	0.0000000	0.0001309	3 P G A	AQ Pup	1.191	F5Ib...	30.117950	0.719	0.320	P	DCEP
7166- 2619- 1	143.46193289	-36.61577816	46924	193	10.081	9.337	0.0000000	0.2492353	3 P G A	T Ant	0.632	G5	5.897850	0.546	0.340	P	DCEP
7381- 346- 1	267.71810164	-33.70566439	87345	45	10.117	8.355	0.0000030	0.1559630	D G A	RY Sco	1.498	F6Ib	20.313220	0.728	0.430	P	DCEP
8155- 2477- 1	129.42013503	-47.36197990	42321	74	9.220	8.189	0.0000250	0.3219973	3 P G A	T Vel	0.876	G0II	4.640021	0.425	0.430	P	DCEP
8155- 2681- 1	130.91122535	-47.40312543	42831	70	9.859	8.436	0.0000000	0.7500000	3 P G A	SW Vel	1.210	F8/G0Ib	23.423673	0.599	0.510	P	DCEP
8659- 1340- 1	190.35848143	-59.79417291	0	26	9.239	8.353	0.0000000	0.0398695	G A	AG Cru	0.753	F8Ib/II	3.837280	0.502	0.380	P	DCEP
8659- 1943- 1	191.59285785	-59.12472775	0	115	9.632	8.510	0.0000000	0.3896617	G A	X Cru	0.954	G1Ib	6.218004	0.386	0.420	P	DCEP
467- 997- 1	288.19714672	3.55742566	94402	99	9.909	8.534	0.0000000	0.0684024	2 P G A	FN Aql	1.169	G5	9.481200	0.396	0.470	P	DCEPS
3589- 4843- 1	320.13709554	45.46751776	105369	87	10.339	9.205	0.0000429	0.2655122	2 P G A	V0532 Cyg	0.964	F5	3.283780	0.187	0.540	P	DCEPS
3992- 2327- 1	342.26326386	56.42820728	112675	120	9.425	8.499	0.0000000	0.0935452	2 P G A	X Lac	0.787	G5	5.444400	0.300	0.360	P	DCEPS
4814- 3228- 1	105.47341900	-1.13096513	33874	70	9.344	8.722	0.0000338	0.1515624	2 P G A	V0526 Mon	0.529	G0	2.675223	0.204	0.520	P	DCEPS
6542- 1048- 1	111.61769694	-25.92679006	36125	207	10.506	9.500	0.0000000	0.0008422	2 P A		0.855	F5II...	3.126360	0.248	0.460	P	DCEPS
638- 290- 1	36.61230631	12.89885251	11369	73	8.316	8.197	0.0000000	0.7500000	2 P B		0.101	B9	1.963150	0.210	0.710	P	EA
1076- 2109- 1	302.49817746	10.34975106	0	63	9.142	9.142	0.0002064	0.7500000	G A	V0346 Aql	0.000	A0V	1.106360	0.605	0.810	P	EA
1763- 2733- 1	30.14050063	27.88870388	9383	75	9.364	9.036	0.0000000	0.3653413	3 P G A	X Tri	0.279	A7V	0.971591	0.938	0.770	P	EA
2162- 17- 1	303.44521742	26.75046693	0	138	8.990	8.739	0.0001574	0.7500000	G A	DR Vul	0.213	B8	2.250860	0.260	0.670	P	EA
2484- 1651- 1	129.78560215	31.79572014	42432	65	10.492	9.152	0.0003380	0.3929355	3 P G A	RZ Cnc	1.139	K2III	21.636999	0.291	0.690	P	EA
2534- 1642- 1	197.65393222	35.93483360	64293	137	8.940	8.288	0.0000000	0.2823872	3 P G A	RS CVn	0.554	F4V+...	4.797504	0.580	0.680	P	EA

Variables en T précédemment connues

Suite page suivante . . .

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
2649- 168- 1	279.49490796	37.43494652	91359	93	8.170	8.168	0.0000042	0.7500000	2 U B		0.002	B9Ib	1.647460	0.110	0.670	P	EA
3152- 40- 1	305.96256309	38.49288574	100586	91	9.113	8.645	0.0004754	0.7500000	2 U G B	V2031 Cyg	0.398	F0III	0.361832	0.156	0.530	U	EA
4001- 1445- 1	359.70490694	53.67218325	118223	167	8.434	8.300	0.0000000	0.7500000	2 P B		0.114	A0	1.769697	0.178	0.710	P	EA
4268- 138- 1	337.81574196	63.52264781	111166	100	9.452	9.049	0.0001563	0.3689986	3 P G A	WX Cep	0.343	A0	3.378390	0.364	0.840	P	EA
4372- 937- 1	109.10305127	73.33251576	35197	137	11.207	10.286	0.0001508	0.1913052	3 P G A	SS Cam	0.783	G1III :+.	4.824250	0.442	0.770	P	EA
4477- 480- 1	344.44714807	68.40723500	113385	111	8.558	8.265	0.0000011	0.7500000	3 P G A	GT Cep	0.249	B8	4.908939	0.480	0.660	P	EA
4600- 2466- 1	330.15270659	75.07291819	108646	114	8.909	8.720	0.0002934	0.7500000	2 P B		0.161	A0	1.649000	0.153	0.490	P	EA
4822- 2111- 1	106.65125422	-4.62347724	34299	75	9.632	9.704	0.0000170	0.2311935	2 P A		-0.061	A0	1.884896	0.280	0.580	P	EA
5279- 860- 1	23.89969373	-11.94178262	7417	80	9.625	9.320	0.0004528	0.7500000	3 P G B	WY Cet	0.259	F0V	1.939730	0.677	0.840	P	EA
6723- 753- 1	206.15582128	-26.78007019	67064	80	9.150	8.862	0.0004245	0.7500000	3 P G A	SX Hya	0.245	A5IV/V	2.895790	1.033	0.610	P	EA
6963- 846- 1	337.80593198	-22.99653684	111162	57	8.841	8.245	0.0005563	0.7500000	N A		0.507	F8/G0V	2.074410	0.311	0.690	P	EA
7365- 1115- 1	258.43745972	-32.85256203	84282	96	8.142	8.091	0.0000160	0.7500000	3 P G A	FV Sco	0.043	B6V	5.727541	0.333	0.680	P	EA
7435- 1282- 1	288.56206576	-36.24435531	0	70	9.759	9.592	0.0000254	0.2393549	G A	BQ Sgr	0.142	A1III/IV	8.019540	0.291	0.740	P	EA
8179- 1140- 1	141.70667421	-51.76981837	46340	77	8.062	8.060	0.0000924	0.7500000	2 P B		0.002	B8II/III	6.633400	0.164	0.650	P	EA
8204- 1050- 1	167.78870186	-47.84364900	0	151	9.847	9.282	0.0000260	0.0087628	G A	SU Cen	0.480	F2V	5.354330	0.435	0.560	P	EA
8310- 662- 1	241.23802774	-46.29372195	0	89	9.533	9.348	0.0000673	0.1888659	G A	Z Nor	0.157	B3IV	2.550746	0.609	0.460	P	EA
8390- 625- 1	297.99553996	-46.86170296	97756	65	8.651	8.345	0.0000000	0.7500000	2 P G B	HO Tel	0.260	A7IIIm..	1.648055	0.310	0.560	P	EA
8645- 335- 1	184.40473575	-58.16456875	59935	118	8.615	8.500	0.0000415	0.7500000	3 P G A	AB Cru	0.098	B1/B2IV	3.413734	0.323	0.600	P	EA
8674- 2716- 1	201.33873999	-59.78147022	65492	144	8.907	8.916	0.0000168	0.7500000	G A	V0379 Cen	-0.008	B5Vn...	1.874690	0.530	0.700	P	EA
8676- 2330- 1	207.64626095	-58.49917125	67556	84	8.954	8.631	0.0003333	0.7500000	3 P G A	SZ Cen	0.275	A6III	4.107900	0.000	1.000	P	EA
8737- 2441- 1	263.70508596	-57.14737783	0	71	9.113	8.987	0.0004728	0.7500000	G A	RW Ara	0.107	A1IV	4.367210	1.550	0.650	P	EA
2833- 1436- 1	32.26423994	40.79423374	10027	87	9.487	9.025	0.0000299	0.1246347	2 P G A	BX And	0.393	F2Vvar	0.610111	0.396	0.610	P	EA :(EW)
4362- 180- 1	101.87004099	69.62912317	32549	250	8.296	8.262	0.0000026	0.7500000	2 P G B	AW Cam	0.029	A0V	0.771343	0.193	0.670	P	EA :EB
8562- 934- 1	108.04231426	-59.83942835	34792	81	8.039	8.079	0.0000018	0.7500000	2 P N A		-0.034	B8IV	1.055000	0.214	0.640	P	EA :EB :
57- 597- 1	51.06454091	1.35672809	15858	89	8.831	8.509	0.0000136	0.1743213	2 P B		0.274	A2	0.824226	0.217	0.670	P	EB
198- 1383- 1	121.66068205	1.92955356	0	56	9.238	8.755	0.0000000	0.7500000	G A	YY CMi	0.411	F7V	1.094020	0.329	0.450	P	EB
331- 1588- 1	217.95740894	6.69318810	71052	69	9.367	8.900	0.0000002	0.7500000	2 P A		0.397	F5	1.291299	0.264	0.490	P	EB
524- 889- 1	311.33330056	7.03889314	102427	101	8.482	8.337	0.0007001	0.7500000	2 P B		0.123	A0	0.733114	0.112	0.470	P	EB
761- 1304- 1	105.65936259	13.78295773	33944	65	8.597	8.575	0.0004052	0.7500000	2 P B		0.019	A0	1.918732	0.130	0.450	P	EB
1428- 562- 1	161.27828711	16.33777779	52580	66	8.830	8.301	0.0003125	0.0084349	2 P B		0.450	F5	0.408592	0.163	0.460	P	EB
1836- 313- 1	74.71980314	24.49572136	23151	36	8.332	8.065	0.0004150	0.7500000	2 P G A	V1061 Tau	0.227	B5	1.385150	0.199	0.460	P	EB
2666- 2213- 1	291.28447784	35.99944773	95459	80	8.147	8.147	0.0000044	0.0974154	2 P B		0.000	A0	1.490105	0.124	0.500	P	EB
2679- 493- 1	301.54146317	35.38601711	99021	111	8.529	8.160	0.0000000	0.7500000	3 P G A	V0448 Cyg	0.314	B1Ib-II+	6.518854	0.346	0.590	P	EB
2684- 1088- 1	304.69676390	36.34059998	100135	115	9.335	8.699	0.0000000	0.0879571	3 P G A	V0382 Cyg	0.541	O8	1.885529	0.395	0.540	P	EB
2685- 451- 1	307.30365320	31.38665181	0	145	9.869	9.619	0.0000171	0.7500000	G B	V0388 Cyg	0.213	A3	0.859002	0.347	0.570	P	EB
2694- 550- 1	309.33388321	35.43623373	101748	110	8.655	8.625	0.0000000	0.7500000	2 P G A	GO Cyg	0.026	A0V	0.717747	0.292	0.630	P	EB
2715- 262- 1	320.34826492	35.73629133	105437	175	8.841	8.770	0.0000172	0.7500000	3 P G A	V0836 Cyg	0.060	A0V	0.653411	0.314	0.720	P	EB
2899- 2181- 1	77.42619371	39.58632125	0	69	8.691	8.611	0.0000000	0.7500000	G A	TT Aur	0.068	B2Vn	1.332565	0.666	0.550	P	EB
2904- 1663- 1	77.92886892	42.16535911	24201	74	8.521	8.565	0.0000000	0.7500000	3 P G A	SX Aur	-0.037	B1 :V :ne.	1.210060	0.335	0.510	P	EB
3210- 1930- 1	330.37789523	43.89040367	108728	136	10.376	9.167	0.0003411	0.2334831	3 P G A	RT Lac	1.028	G5	5.073330	0.380	0.460	P	EB
3621- 1038- 1	342.49636228	45.00446517	0	263	10.293	10.143	0.0000043	0.0472998	G A	VY Lac	0.128	A2	1.036248	0.278	0.640	P	EB
3968- 675- 1	328.43516197	53.80364988	0	99	10.556	10.369	0.0001788	0.1059605	G A	V0680 Cyg	0.159	B8	1.199140	0.297	0.690	P	EB
3976- 1325- 1	326.66928366	57.29352160	0	118	10.235	9.995	0.0003359	0.7500000	G A	SU Cep	0.204	B8	0.901400	0.357	0.580	P	EB
3991- 1076- 1	339.22482688	56.90584021	111633	96	9.295	8.887	0.0001563	0.7500000	2 P G A	CQ Cep	0.347	WNs...	1.641211	0.231	0.490	P	EB
4047- 2189- 1	40.35046855	60.55327898	12543	113	8.860	8.577	0.0000040	0.2841555	3 P G A	DO Cas	0.241	A2II	0.684662	0.315	0.590	P	EB
4052- 1203- 1	43.06746189	62.78265102	0	224	9.680	9.367	0.0000042	0.7500000	G A	TX Cas	0.266	B1V	2.926976	0.263	0.600	P	EB
4147- 385- 1	158.98184134	63.59235984	51876	124	8.632	8.165	0.0000004	0.0768798	2 P B		0.397	F2	1.164716	0.118	0.610	P	EB
4276- 999- 1	338.10451170	67.15069246	111257	89	9.383	8.591	0.0000010	0.7500000	3 P G A	XZ Cep	0.673	O9.5V	5.097500	0.376	0.500	P	EB
4337- 258- 1	70.69281549	72.97832971	21913	186	8.742	8.385	0.0000000	0.7500000	2 P A		0.303	F0	0.498308	0.250	0.550	P	EB
4402- 504- 1	204.73663037	69.80311357	0	114	10.457	10.082	0.0000745	0.3209643	G B	RU UMi	0.319		0.524930	0.427	0.710	P	EB
4585- 63- 1	303.98643903	76.80981978	0	78	9.804	9.523	0.0000376	0.7500000	G A	EG Cep	0.239	A3	0.544630	0.481	0.540	P	EB
5132- 386- 1	286.04247512	-2.02973298	0	88	9.396	8.940	0.0000000	0.1345660	G A	V0337 Aql	0.388	B0.5p	2.733831	0.345	0.730	P	EB
5422- 1274- 1	115.44215394	-13.39384175	37497	80	10.039	9.594	0.0000069	0.2412341	3 P G A	UZ Pup	0.378	F2	0.794815	0.375	0.510	P	EB
6389- 1223- 1	338.67483380	-19.85978621	111452	83	8.527	8.131	0.0000000	0.7500000	3 P G A	EE Aqr	0.337	F0V	0.508993	0.285	0.630	P	EB
6464- 2001- 1	68.35352841	-23.93876627	21241	118	8.984	8.716	0.0002752	0.7500000	N A		0.228	A7/A8V	0.623590	0.170	0.560	P	EB
6580- 947- 1	133.01832859	-27.48375312	43541	103	9.077	9.155	0.0000006	0.7500000	3 P G A	RZ Pyx	-0.066	B7V	0.656271	0.453	0.640	P	EB
7098- 1722- 1	106.97106963	-34.83375790	34396	121	8.777	8.120	0.0000002	0.3141730	2 P N A		0.558	G0V	0.367366	0.173	0.470	P	EB

Variables en T précédemment connues

Suite page suivante ...

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
7379- 188- 1	262.25975189	-33.00449638	0	76	8.721	8.334	0.0001837	0.7500000	G A	V0499 Sco	0.329	B1III	2.333204	0.179	0.540	P	EB
7410- 514- 1	286.80636061	-30.16045315	0	53	8.735	8.473	0.0000000	0.0424703	G A	V0525 Sgr	0.223	A6V	0.705114	0.311	0.610	P	EB
7907- 1167- 1	271.13671505	-42.22337248	88517	132	8.922	8.428	0.0000000	0.7500000	2 P B		0.420	F3V	0.700897	0.183	0.490	P	EB
8501- 1142- 1	59.39168792	-54.35734739	18517	77	8.956	8.475	0.0000000	0.7500000	3 P N A		0.409	F5V	0.490101	0.360	0.520	P	EB
8644- 1552- 1	182.99653482	-58.78354114	59483	62	9.757	8.551	0.0005703	0.7500000	3 P G A	W Cru	1.025	G2Iab	198.000000	0.344	0.490	P	EB
2538- 677- 1	199.71642994	33.43867487	64956	167	9.630	8.308	0.0006824	0.7500000	2 P G A	BL CVn	1.124	K1V	18.691999	0.082	0.430	P	ELL
3038- 566- 1	215.57379115	41.45063268	70240	137	9.033	8.727	0.0000000	0.2919955	2 P B		0.260	A2	1.055880	0.219	0.490	P	ELL
383- 916- 1	250.33698202	0.50755396	81703	136	9.300	8.576	0.0006499	0.2507122	2 P G A	V0502 Oph	0.615	G2V+...	0.453395	0.184	0.420	P	EW
871- 714- 1	180.26460737	13.00838203	58605	129	8.853	8.552	0.0000000	0.7500000	2 P G A	AG Vir	0.256	A7V	0.642649	0.249	0.480	P	EW
1058- 507- 1	297.05255894	9.30901365	0	150	10.450	9.576	0.0000000	0.3804901	G A	OO Aql	0.743	G5V	0.506816	0.314	0.480	P	EW
1536- 1738- 1	258.49086525	16.35028373	84293	108	9.149	8.573	0.0000000	0.1781393	2 P G A	AK Her	0.490	F8Vvar	0.421523	0.265	0.560	P	EW
2254- 2650- 1	356.39605471	25.47193929	117185	76	9.481	9.095	0.0000100	0.7500000	2 P B		0.328	F5	0.578457	0.271	0.520	P	EW
2519- 2347- 1	165.71625139	30.41520436	54003	82	8.501	8.101	0.0000048	0.7500000	2 P A		0.340	F3V	0.477557	0.184	0.450	P	EW
2707- 173- 1	321.25149655	33.68754054	105739	251	8.871	8.430	0.0000000	0.7500000	2 P G A	V1073 Cyg	0.375	F1V	0.785860	0.176	0.600	P	EW
3054- 795- 1	237.63537252	37.83540831	77598	114	9.413	8.756	0.0000000	0.0897009	2 P A		0.558	G5	0.376568	0.246	0.560	P	EW
3215- 1746- 1	343.42330144	37.93847979	113052	124	9.827	8.989	0.0000000	0.0419645	3 P G A	SW Lac	0.712	K0Vvar	0.320719	0.337	0.450	P	EW
3810- 1210- 1	145.93938223	55.95258829	47727	108	8.696	8.024	0.0000000	0.3710015	3 P G A	W UMa	0.571	F8V :p+..	0.333635	0.360	0.550	P	EW
4180- 1944- 1	227.96067646	61.85678709	74370	84	8.709	8.124	0.0000000	0.7500000	D G A	BV Dra	0.497	F7V	0.350065	0.278	0.560	P	EW
4541- 948- 1	140.74189283	77.21977802	46005	117	9.104	8.691	0.0000001	0.7500000	2 P B		0.351	F2	0.677126	0.253	0.500	P	EW
4998- 885- 1	221.33464061	-6.73459565	72138	57	8.650	8.064	0.0000000	0.7500000	G A	GR Vir	0.498	G0	0.346958	0.220	0.510	P	EW
5315- 1362- 1	63.03715099	-10.46915573	19610	79	9.239	8.483	0.0000000	0.7500000	3 P G A	YY Eri	0.643	G5	0.321494	0.377	0.570	P	EW
5991- 1628- 1	113.19268695	-20.79206573	36683	93	9.069	8.643	0.0000000	0.7500000	2 P G A	TY Pup	0.362	F3V	0.819234	0.256	0.590	P	EW
6291- 704- 1	286.49105272	-19.48129236	93785	54	8.245	8.249	0.0000000	0.7500000	2 P G A	V4197 Sgr	-0.003	B2/B3V	0.714805	0.284	0.500	P	EW
7291- 411- 1	207.98261331	-36.62341272	67682	68	9.321	8.620	0.0000012	0.2461641	2 P G A	V0757 Cen	0.596	G5	0.343163	0.188	0.470	P	EW
7380- 791- 1	263.60212820	-32.50443395	85985	65	8.902	8.833	0.0000508	0.7500000	2 P G A	V0701 Sco	0.059	B5V	0.761897	0.191	0.560	P	EW
9390- 27- 1	81.70745016	-81.58555161	25472	37	8.566	8.288	0.0000145	0.7500000	2 P G A	TY Men	0.236	A3/A4V	0.461665	0.217	0.510	P	EW
5372- 460- 1	97.07258637	-13.05309340	30800	96	8.114	8.062	0.0001428	0.7500000	2 U G A	FS CMa	0.044	Bpshe	910.211348	0.227	0.270	P	GCAS
3611- 701- 1	337.09389739	47.44982395	110921	91	8.583	8.523	0.0000216	0.7500000	2 U B		0.051	B9	0.516886	0.092	0.480	P	GCAS[P]
1466- 869- 1	205.99632368	21.81810160	67010	77	10.287	8.410	0.0000000	0.1813633	3 U A		1.595	K5	1307.174952	0.320	0.530	U	I
2120- 2391- 1	280.75471528	29.80787005	91789	115	10.135	8.476	0.0000094	0.1905203	2 U B		1.410	M...	1198.838625	0.145	0.290	U	I
2549- 677- 1	213.99251657	34.43759374	69695	193	10.487	8.581	0.0000000	0.7500000	2 U B		1.620	K0	424.985778	0.234	0.690	U	I
2886- 2118- 1	63.15193023	42.11844102	19647	121	8.344	8.054	0.0001938	0.7500000	2 U N A		0.247	A5	1270.890290	0.122	0.270	U	I
3023- 506- 1	190.89061846	41.26151739	62097	161	9.845	8.063	0.0000009	0.7500000	2 U B		1.515	M3III	1228.947256	0.121	0.200	U	I
6164- 1070- 1	217.60201154	-21.49781932	70932	96	10.668	8.805	0.0001756	0.0768336	2 U A		1.584	M2	1239.408990	0.225	0.750	U	I
7196- 2349- 1	156.79180954	-37.21312708	51175	103	9.935	8.143	0.0000078	0.0858961	2 U B		1.523	M4III	1160.074605	0.099	0.750	U	I
7235- 515- 1	180.91152966	-32.41088528	58802	92	11.451	9.495	0.0001428	0.3077266	2 U B		1.663	M3III	1557.344130	0.162	0.780	U	I
8262- 951- 1	206.87853385	-46.16108099	67298	92	10.266	8.516	0.0004943	0.0019982	2 U B		1.488	M4/M5III	1284.503050	0.170	0.640	U	I
9063- 1182- 1	271.40329586	-65.16524417	88620	175	10.512	8.602	0.0002318	0.7500000	2 U B		1.624	M3II/III	1239.223320	0.137	0.270	U	I
9117- 1846- 1	333.48949936	-61.44873959	109763	131	10.265	8.227	0.0000006	0.0325625	2 U B		1.732	M2III	400.286527	0.144	0.470	U	I
7295- 596- 1	217.74434677	-30.09767891	70969	79	10.027	8.646	0.0001062	0.0858518	2 U G A	Y Cen	1.174	M7III...	1320.231525	0.227	0.530	U	I :SRB :
7504- 88- 1	339.61627048	-36.89508591	111771	129	11.286	9.386	0.0000316	0.3049756	2 U B		1.615	M2III	10.113690	0.296	0.380	U	I :SRB :
6199- 618- 1	239.16679354	-22.02772508	0	86	9.480	8.884	0.0001652	0.3849612	G A	V1026 Sco	0.507	A8V	30.215264	0.239	0.500	U	INA
6082- 1140- 1	162.90526074	-21.25009521	53085	82	14.582	8.054	0.0000000	0.0098513	3 U G A	V Hya	5.549	C...	1646.266854	1.442	0.460	U	L
7454- 1346- 1	305.42724955	-36.47125832	100413	84	10.819	8.915	0.0000152	0.0897667	2 U A		1.618	M...	1055.416880	0.147	0.650	U	L
4035- 724- 1	23.00106253	62.32902341	7139	186	11.429	8.589	0.0000000	0.7500000	2 U G A	IM Cas	2.414	M0	1025.711667	0.253	0.610	U	L(SRB :)
8818- 1040- 1	323.00306250	-58.81509362	106316	106	10.287	8.264	0.0000000	0.0761778	3 U A		1.720	M3III :	651.489509	0.301	0.210	U	L :SR :P ?
9478- 112- 1	328.79450644	-76.94066957	108192	71	10.202	8.374	0.0004085	0.0217643	2 U N A		1.554	M5III	600.127475	0.255	0.250	U	L :SRC :
1398- 1987- 1	129.69453098	21.15944226	0	71	10.954	9.236	0.0000160	0.2189893	G A	UV Cnc	1.460	M0	1469.627135	0.493	0.560	U	LB
2636- 1142- 1	278.08367189	36.99880513	90883	126	14.887	8.459	0.0000000	0.7500000	2 U G A	T Lyr	5.464	C...	426.431584	0.304	0.510	U	LB
2655- 2300- 1	292.95159523	31.86744164	0	119	10.666	8.822	0.0000308	0.3015170	G A	V1125 Cyg	1.567	M5	1196.926306	0.347	0.640	U	LB
3063- 293- 1	247.98501458	38.85833036	0	92	11.253	9.344	0.0000527	0.0959891	G A	GN Her	1.623	M4III :	2.648331	0.298	0.470	U	LB
3667- 119- 1	13.08380757	59.72552166	0	169	10.429	8.545	0.0000256	0.0658972	G A	V0451 Cas	1.601	M2	1300.622267	0.167	0.470	U	LB
4229- 1025- 1	287.50972525	66.10269073	94162	112	10.294	8.663	0.0000084	0.3869780	3 U G A	SZ Dra	1.386	M...	1460.124859	0.291	0.560	U	LB
4278- 181- 1	345.36272655	61.56400982	0	111	11.136	9.165	0.0004018	0.7500000	G B	V0352 Cep	1.675	M6	1519.072024	0.334	0.620	U	LB
4800- 313- 1	102.87028969	-0.03255300	0	111	10.524	8.645	0.0006478	0.7500000	G A	V0519 Mon	1.597	M5III :	1684.734075	0.077	0.390	U	LB
5184- 1696- 1	307.57696638	-4.75458817	101162	64	10.406	8.889	0.0000036	0.2003629	3 U G A	TZ Aql	1.289	M6	830.074481	0.277	0.370	U	LB
5842- 234- 1	2.74149897	-18.57284228	893	118	9.537	8.059	0.0000000	0.2931449	3 U G A	AC Cet	1.256	M3III	338.491218	0.210	0.490	U	LB

Variables en T précédemment connues

Suite page suivante ...

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
6301- 1368- 1	290.19793065	-18.20567387	0	33	11.869	9.838	0.0002028	0.7500000	G A	V2139 Sgr	1.726	M3III	1065.605210	0.459	0.720	U	LB
6560- 5202- 1	125.54641535	-25.63182836	0	110	10.629	8.734	0.0000000	0.7500000	G A	OT Pup	1.611	M5/M6III	1359.388760	0.355	0.490	U	LB
6594- 1767- 1	138.13567730	-26.51024690	0	108	10.690	9.080	0.0000160	0.7500000	G A	UY Pyx	1.369	M4III	1289.262190	0.257	0.790	U	LB
6908- 648- 1	308.53148645	-23.24970006	101500	48	10.256	8.410	0.0003015	0.2209338	3 U G A	AK Cap	1.569	M4III	1307.186400	0.225	0.460	U	LB
6913- 836- 1	301.73011513	-27.22482404	99082	80	9.607	8.179	0.0000016	0.7500000	3 U G A	V1943 Sgr	1.214	M7III...	1550.142589	0.433	0.530	U	LB
8209- 2801- 1	160.26144587	-52.08579672	0	115	10.805	8.972	0.0002884	0.1196593	G A	HP Vel	1.558	S	1168.481620	0.460	0.460	U	LB
9058- 1699- 1	269.49935080	-63.63325306	0	133	10.069	8.304	0.0000000	0.3783600	G A	OW Pav	1.500	M5III	1206.000000	0.297	0.510	U	LB
1447- 284- 1	186.99121705	18.80236909	0	75	11.087	9.181	0.0003501	0.3353435	G A	TV Com	1.620	M2	3.429443	0.224	0.500	P	LB(SRD)
3677- 2203- 1	19.85690583	56.32917803	6191	91	10.361	8.700	0.0000000	0.0602443	3 U G A	AA Cas	1.412	M6III :	7.619951	0.350	0.490	U	LB :SR :
2131- 1805- 1	288.26286151	26.77770950	0	158	11.745	9.583	0.0000071	0.0865420	G A	X Lyr	1.838	M3.5III :	3.236149	0.255	0.650	U	LB :mult
3991- 213- 1	337.54475828	57.00085949	0	81	10.883	8.100	0.0002435	0.7500000	G A	ST Cep	2.366	M2Ia	267.364635	0.157	0.390	P	LC
907- 572- 1	211.62316557	13.48491181	0	51	11.627	10.338	0.0000607	0.0710783	G A	Z Boo	1.096	M6e...	281.140000	1.513	0.280	P	M
970- 1513- 1	251.39204630	12.13657806	0	61	11.561	10.483	0.0000024	0.0561764	G A	UV Her	0.916	M6e...	341.950000	0.941	0.400	P	M
973- 831- 1	249.71601332	14.06620056	81506	97	11.184	9.696	0.0000000	0.2059215	3 P A		1.265	M2e	267.100006	1.143	0.250	P	M
987- 257- 1	252.97463578	14.94185435	82516	94	10.109	8.474	0.0000000	0.0000038	3 P G A	S Her	1.390	M6e	306.299988	2.343	0.260	P	M
1514- 1159- 1	246.44784317	18.89248402	80488	117	10.757	9.545	0.0000000	0.0841913	3 P G A	U Her	1.030	M7III	418.000000	2.565	0.350	P	M
1534- 765- 1	255.37187544	22.47747898	83304	140	10.654	8.965	0.0000000	0.2447030	3 P G A	SY Her	1.436	M5	116.889999	1.517	0.330	P	M
1638- 307- 1	310.77034342	17.08815119	102246	52	10.882	9.563	0.0000000	0.0154747	3 P G A	S Del	1.121	M5	277.399994	0.956	0.320	P	M
1702- 595- 1	342.60342412	17.89348912	112784	63	12.970	9.792	0.0000000	0.0885401	3 P G A	SX Peg	2.701	Se...	307.500000	1.335	0.430	P	M
1769- 458- 1	34.02955631	25.05661861	10576	62	10.400	8.995	0.0000000	0.3201758	3 P G A	R Ari	1.194	M3e	185.740005	1.606	0.280	P	M
2223- 606- 1	338.49303039	24.56499049	111385	62	11.625	10.701	0.0000076	0.2775995	3 P G A	SS Peg	0.785	M...	420.399994	2.037	0.270	P	M
2245- 115- 1	349.96041136	26.27880470	115188	92	10.978	9.756	0.0000000	0.0568223	3 P G A	W Peg	1.039	M7e	346.000000	1.216	0.420	P	M
2436- 910- 1	101.77938823	30.27623822	32512	62	10.931	9.891	0.0000000	0.0022799	3 P G A	X Gem	0.884	M6e	256.291972	1.314	0.390	P	M
2504- 540- 1	146.39283829	34.51189605	47886	64	11.216	10.099	0.0000000	0.2099475	3 P G A	R LMi	0.949	M7e	374.399994	1.583	0.650	P	M
2563- 1338- 1	230.34983708	31.36741204	75143	184	10.281	9.308	0.0000000	0.0010489	3 P G A	S CrB	0.827	M7e	357.799988	1.942	0.480	P	M
2634- 439- 1	273.73281501	36.67036009	89419	84	10.996	9.835	0.0000000	0.2299112	3 P G A	W Lyr	0.987	M4.5e	194.484902	1.198	0.440	P	M
2724- 1872- 1	331.47072803	33.50690014	109089	132	12.353	9.232	0.0000000	0.0381340	3 P G A	RZ Peg	2.653	Ce+...	434.771012	1.586	0.320	P	M
2873- 1287- 1	51.92666263	44.17678818	16126	77	12.421	9.459	0.0002899	0.3483656	3 P G A	Y Per	2.518	Revar	238.000000	0.391	0.530	P	M
3027- 252- 1	207.23767527	39.54256151	67410	205	10.917	9.818	0.0000000	0.0104539	3 P G A	R CVn	0.934	M6IIIe	334.338279	1.981	0.450	P	M
3383- 515- 1	93.05570877	50.22790221	29441	66	11.426	9.672	0.0000000	0.0271035	3 P G A	X Aur	1.491	K2	166.500000	1.294	0.450	P	M
3566- 1341- 1	300.36455657	50.04242219	0	56	11.470	10.043	0.0000063	0.2179615	G A	Z Cyg	1.213	M5e	263.690000	1.021	0.610	P	M
3576- 1359- 1	304.90248640	47.89418087	100219	48	12.283	8.983	0.0000254	0.1213983	3 P G A	U Cyg	2.805	R...	460.000000	1.474	0.410	P	M
3657- 918- 1	5.80938050	55.79258296	1834	158	10.683	9.256	0.0000000	0.0075987	3 P G A	T Cas	1.213	M7e	441.674482	1.190	0.420	P	M
3688- 1392- 1	29.89622756	54.82225674	9306	90	10.573	9.317	0.0000000	0.7500000	3 P G A	U Per	1.068	M6e	321.958789	1.447	0.540	P	M
3847- 1129- 1	189.09785415	59.48696074	61532	98	10.917	9.775	0.0000000	0.0018867	3 P G A	T UMa	0.971	M4IIIe	258.705405	2.123	0.440	P	M
4010- 907- 1	347.91958846	59.69973009	114515	86	10.592	9.636	0.0000000	0.2496668	3 P G A	V Cas	0.813	M5.5e	232.194130	1.215	0.440	P	M
4162- 785- 1	190.98621048	61.09320870	62126	103	11.911	9.312	0.0000000	0.0160421	3 P G A	S UMa	2.209	Sevar...	226.676617	1.136	0.580	P	M
4178- 277- 1	214.33293229	66.79420536	69816	93	10.589	9.394	0.0000000	0.0981718	3 P G A	U UMi	1.016	M6e	328.346574	1.243	0.470	P	M
4511- 193- 1	71.42585029	75.10096967	22127	101	11.398	10.259	0.0000000	0.3720985	3 P G A	X Cam	0.968	M...	143.970866	1.685	0.540	P	M
4544- 330- 1	145.59487255	77.85207206	0	78	11.677	10.528	0.0000000	0.4195724	G A	Y Dra	0.977		330.186738	1.170	0.610	P	M
4603- 770- 1	323.80336904	78.62449011	106583	101	13.842	8.610	0.0000000	0.7500000	G A	S Cep	4.447	CII...	486.000000	0.923	0.480	P	M
4634- 2021- 1	214.46261623	83.83164041	0	80	11.838	9.934	0.0000000	0.2333817	G A	R Cam	1.618	Sevar...	270.053102	1.299	0.520	P	M
4691- 1116- 1	36.50963068	-0.17828653	11350	50	11.488	10.283	0.0000332	0.0026139	3 P G A	R Cet	1.024	M4e	168.899994	2.264	0.330	P	M
4962- 612- 1	201.95060844	-3.17300695	0	44	11.434	10.404	0.0000284	0.1504269	G A	V Vir	0.876	M5e	250.080000	0.926	0.360	P	M
5443- 454- 1	133.91602356	-9.14148672	43835	86	10.781	9.757	0.0000000	0.1774898	3 P G A	T Hya	0.870	M3e	282.179788	1.497	0.460	P	M
6448- 1263- 1	57.62139919	-24.95635055	0	73	11.730	10.514	0.0000102	0.3451644	G A	U Eri	1.034	M2e	274.910000	1.935	0.380	P	M
6455- 273- 1	58.80785454	-24.03239574	18336	87	11.573	10.683	0.0000012	0.2507472	3 P G A	T Eri	0.757	M5/M6III	250.779971	1.424	0.640	P	M
6583- 397- 1	131.37795722	-28.20079474	42975	149	13.006	9.546	0.0000000	0.0452551	3 P G A	R Pyx	2.941	C	361.799988	0.987	0.560	P	M
6710- 1064- 1	195.83487609	-29.10298514	0	63	11.265	9.770	0.0000026	0.0732647	G A	SW Hya	1.271	M...	218.800000	1.748	0.280	P	M
6780- 1590- 1	241.15060445	-24.10013003	78746	45	11.326	9.436	0.0000479	0.2309592	3 P G A	RZ Sco	1.607	M1III	162.000000	0.802	0.470	P	M
6903- 2336- 1	298.98520073	-29.19000984	98077	38	10.600	9.567	0.0000008	0.2485987	3 P G A	RR Sgr	0.878	M5e	345.000000	2.092	0.520	P	M
7051- 654- 1	79.82214714	-33.70810539	24824	99	10.483	9.306	0.0000000	0.1149122	3 P G A	T Col	1.000	M5e...	224.500000	1.682	0.510	P	M
7170- 2042- 1	151.67604409	-30.07720162	49524	78	11.869	10.062	0.0000026	0.0874929	3 P G A	X Ant	1.536	M2	162.699997	0.849	0.530	P	M
7280- 1563- 1	209.42988133	-31.06968151	0	62	10.300	9.584	0.0000000	0.1757939	G A	TW Cen	0.609	M...	265.883801	1.991	0.380	P	M
8650- 1846- 1	188.37812255	-54.65940063	61286	136	10.900	9.950	0.0000000	0.0724716	3 P G A	U Cen	0.808	M3.5 :IIe	221.800003	1.671	0.360	P	M
8671- 1707- 1	204.40028547	-56.47639637	66466	112	12.205	8.509	0.0000000	0.3858700	G A	RV Cen	3.142	Ce+	447.206867	0.874	0.540	P	M
8806- 1428- 1	322.61831494	-53.95516602	0	40	10.897	9.511	0.0000000	0.0116916	G A	X Ind	1.178	M2e	225.850000	1.813	0.410	P	M

Variables en T précédemment connues

Suite page suivante . . .

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
9124- 121- 1	339.00159040	-67.28773550	0	87	11.653	10.032	0.0000000	0.1660555	G A	R Ind	1.378	M5 :e	216.591666	1.576	0.390	P	M
1130- 653- 1	327.75822533	12.62559322	107848	50	10.183	8.822	0.0001927	0.7500000	2 U G A	AG Peg	1.157	WN+...	2.029335	0.269	0.420	P	NC
28- 552- 1	23.03403669	1.34183049	7149	64	10.105	9.711	0.0000338	0.7500000	3 P G A	RR Cet	0.335	A0	0.553020	0.479	0.300	P	RRAB
1737- 1702- 1	5.92956014	29.40105433	1878	62	10.293	9.821	0.0000176	0.3653635	3 P G A	SW And	0.401	A7III...	0.442267	0.679	0.470	P	RRAB
3929- 1961- 1	293.12173306	56.38825694	96112	75	9.993	9.717	0.0000136	0.1375826	3 P G A	XZ Cyg	0.235	A0	0.466609	0.627	0.370	P	RRAB
4225- 305- 1	287.42746865	64.85892064	94134	123	10.552	10.208	0.0000000	0.0228984	3 P G A	XZ Dra	0.292	F0	0.476501	0.495	0.350	P	RRAB
5856- 1883- 1	30.06922909	-16.34609958	9361	90	9.877	9.529	0.0002625	0.0301038	2 P G A	XZ Cet	0.296	A1w	0.823143	0.349	0.590	P	RRAB
5899- 580- 1	72.43458635	-15.74115761	22442	158	10.138	9.678	0.0000000	0.2723845	3 P G A	RX Eri	0.391	F2	0.587246	0.621	0.440	P	RRAB
8374- 757- 1	285.55165960	-46.65307469	93476	45	9.190	8.968	0.0000000	0.7500000	2 P G A	MT Tel	0.189	A0w	0.316897	0.354	0.390	P	RRAB
1713- 1187- 1	351.35490826	15.68869131	115627	66	8.397	8.076	0.0000000	0.2063702	2 P B		0.273	A9III	0.296643	0.177	0.540	P	RRC
3452- 457- 1	178.90843578	47.25749174	58157	118	8.977	8.679	0.0000724	0.7500000	2 P B		0.253	A3	0.355397	0.122	0.510	P	RRC
3600- 2- 1	316.13717987	50.78425634	104029	103	8.487	8.036	0.0000000	0.7500000	G A	V1719 Cyg	0.383	F5III	0.267293	0.192	0.470	P	RRC
5926- 1034- 1	87.04274379	-20.02366514	27400	215	8.670	8.296	0.0000000	0.0182570	2 P G A	RY Lep	0.318	A9V	0.225144	0.234	0.480	P	RRC
4960- 1185- 1	196.60837426	-4.84587058	63958	95	9.822	8.487	0.0005829	0.1203709	2 U G B	IS Vir	1.135	K0	3.962414	0.138	0.480	P	RS
8229- 984- 1	182.34924447	-45.42632144	59267	153	9.992	9.134	0.0000000	0.2739880	3 P G A	RU Cen	0.729	G2w...	64.739998	0.492	0.540	P	RV
8353- 620- 1	260.26909308	-51.12064924	0	43	10.801	9.417	0.0000000	0.1419966	G A	RY Ara	1.176	K0	143.500000	0.621	0.670	P	RV
6873- 518- 1	284.92560960	-23.70735522	0	53	10.630	9.701	0.0001781	0.2289185	G A	AR Sgr	0.790	G4	87.870000	0.634	0.540	P	RVA
1618- 140- 1	303.51560355	16.72640586	0	63	10.459	9.306	0.0000026	0.1791735	G A	R Sge	0.980	G0Ib...	35.345021	0.559	0.410	P	RVB
2270- 318- 1	6.88202785	35.58739255	2180	71	12.477	8.183	0.0003020	0.1941446	2 U G A	AQ And	3.650	Nvar...	346.000000	0.111	0.450	U	SR
2402- 6- 1	80.79193590	35.70897355	25178	56	8.755	8.707	0.0004054	0.7500000	2 U B		0.041	B8	972.019741	0.168	0.540	U	SR
4036- 1865- 1	26.79950303	62.56834113	0	246	12.403	10.038	0.0000076	0.1065701	G A	BX Cas	2.010	M6	51.565000	0.229	0.840	P	SR
4607- 1158- 1	326.51935466	79.01857228	107473	101	10.213	8.068	0.0003043	0.0087280	2 U A		1.823	M3	606.093558	0.158	0.520	P	SR
5224- 337- 1	332.39783861	-2.02107747	109382	63	11.011	8.854	0.0001860	0.2957164	2 U B		1.833	M...	10.444171	0.194	0.630	P	SR
5537- 1087- 1	197.40043288	-7.78090730	64210	48	10.229	8.401	0.0000055	0.2509875	2 P B		1.554	M...	18.104000	0.217	0.480	P	SR
6318- 1586- 1	301.62252651	-18.30790410	99042	44	9.385	8.195	0.0003254	0.7500000	2 P B		1.012	G5V	50.340000	0.149	0.440	P	SR
7124- 2024- 1	120.06626798	-32.71172483	39128	133	10.530	9.027	0.0000380	0.0536510	2 U B		1.278	M6	1506.968600	0.144	0.420	U	SR
7233- 680- 1	185.37446825	-30.48506136	60273	46	10.666	8.594	0.0006465	0.7500000	2 U B		1.761	M2/M3III	1289.986030	0.110	0.360	U	SR
7990- 374- 1	328.59249576	-41.26601481	108128	50	10.019	8.193	0.0000250	0.2149354	2 U A		1.552	M4III	4.307980	0.276	0.390	U	SR
8033- 204- 1	21.30818584	-45.92633002	0	75	10.082	8.475	0.0000000	0.2775574	G A	AL Phe	1.366	M3/M4	7.157612	0.338	0.400	P	SR
8167- 788- 1	143.30507873	-45.51512994	0	103	9.955	8.241	0.0004019	0.7500000	G A	U Vel	1.457	M6III	1222.178430	0.129	0.520	U	SR
8664- 472- 1	206.82344141	-53.35718933	0	108	12.509	8.863	0.0002132	0.2751211	G A	AM Cen	3.099	?p...	161.285197	0.243	0.430	P	SR
9399- 841- 1	134.85254079	-78.09267039	44145	37	10.570	8.483	0.0000899	0.0046952	2 U B		1.774	M3III	1633.444090	0.134	0.390	U	SR
2802- 1016- 1	14.86283992	39.62128406	0	214	10.659	9.323	0.0002680	0.2544391	G A	IV And	1.136	M5	165.315793	0.301	0.260	P	SR :
3077- 997- 1	257.57714271	40.68987220	84004	75	9.631	8.117	0.0000000	0.7500000	3 U A		1.287	M...	649.441501	0.361	0.470	U	SR :SRC :
3764- 1753- 1	95.38883578	52.52053127	30227	80	10.195	8.308	0.0000416	0.0366192	2 U A		1.604	M3	750.000000	0.244	0.610	P	SR :SRC :
1226- 1246- 1	42.08228083	17.50942093	13092	31	10.705	9.093	0.0000869	0.0709960	3 P G A	T Ari	1.370	M6	324.000000	0.819	0.500	P	SRA
3036- 577- 1	217.43856463	38.86133687	70885	135	10.100	8.610	0.0000000	0.1052709	3 U G A	V Boo	1.267	M6e	242.809409	0.770	0.530	P	SRA
3151- 539- 1	303.34856752	38.72901651	99653	96	11.292	7.995	0.0000000	0.3629661	3 P G A	RS Cyg	2.802	CII...	437.738980	0.902	0.500	P	SRA
3176- 1465- 1	316.14678474	42.44220320	0	106	10.051	8.058	0.0000000	0.2955475	G A	V1059 Cyg	1.694	Me	359.365700	0.168	0.550	P	SRA
3223- 2142- 1	344.51270500	42.73643190	113405	135	11.747	9.831	0.0000000	0.1011886	3 P G A	TV And	1.629	M4me...	113.800000	0.458	0.450	P	SRA
3502- 168- 1	250.66311733	48.40659529	81815	100	10.483	8.679	0.0000951	0.7500000	2 P G A	V0449 Her	1.533	M...	450.903910	0.226	0.480	P	SRA
3643- 334- 1	358.84053657	48.63829333	0	143	10.031	8.520	0.0000000	0.1953295	G A	RS And	1.284	M...	246.864449	0.285	0.340	P	SRA
3967- 80- 1	325.16292928	54.32473016	107036	96	10.527	8.802	0.0000005	0.3619723	3 P G A	RU Cyg	1.466	M8e	234.856146	0.482	0.570	P	SRA
4733- 1263- 1	65.64512765	-5.50112521	20429	168	11.028	9.341	0.0002113	0.0023670	3 U G A	RW Eri	1.434	M6	91.400000	0.621	0.180	P	SRA
5281- 1315- 1	31.52376379	-10.21255114	0	107	10.534	9.091	0.0000000	0.0772853	G A	UZ Cet	1.227	M2	121.740000	0.388	0.510	P	SRA
5380- 1510- 1	104.29922581	-9.06444469	33441	67	9.985	8.266	0.0000000	0.2987139	3 P G A	X Mon	1.461	M3III :me	144.800003	0.541	0.550	P	SRA
6436- 498- 1	41.09226740	-29.20671673	0	113	10.954	9.397	0.0000000	0.7500000	G A	ST For	1.323	M4/M5III	258.043356	0.887	0.330	P	SRA
6565- 335- 1	118.91744157	-28.64853320	0	157	11.526	9.061	0.0000000	0.0848448	G A	HU Pup	2.095	M3	714.000000	0.516	0.350	P	SRA
7050- 937- 1	77.19572412	-34.51713030	0	143	10.220	8.687	0.0000000	0.2679052	G A	SZ Col	1.303	M7II	335.894472	0.438	0.490	P	SRA
7419- 244- 1	280.31438563	-37.48468272	0	73	10.530	8.564	0.0000000	0.3725862	G A	AM CrA	1.671	M5/M6III	666.740076	0.435	0.620	P	SRA
7911- 986- 1	271.65178112	-43.62744256	88711	61	10.042	8.193	0.0000048	0.7500000	2 U N A		1.572	M4II	142.720154	0.288	0.600	P	SRA
8646- 2522- 1	189.02539130	-53.60178812	0	128	11.125	9.449	0.0000007	0.0826416	G A	AL Cen	1.425	M2 :e	130.611199	0.477	0.440	P	SRA
8787- 1229- 1	298.80811512	-59.19554277	98031	90	9.538	8.323	0.0000000	0.7500000	3 P G A	S Pav	1.033	M7IIe	382.726080	0.823	0.650	P	SRA
9129- 1299- 1	352.26052470	-64.76560226	0	96	11.201	9.592	0.0002015	0.0029097	G A	CE Tuc	1.368	M6III	657.004977	0.552	0.440	P	SRA
9507- 2026- 1	156.55970804	-84.34834731	51084	44	10.274	8.816	0.0000000	0.0913370	3 P G A	X Oct	1.239	M5/M6e	197.699997	1.367	0.560	P	SRA(M)
126- 161- 1	83.30727624	7.15346332	26032	148	11.782	8.284	0.0000000	0.0421029	2 P G A	RT Ori	2.973	CII...	332.702633	0.257	0.370	P	SRB
441- 1813- 1	276.72013249	3.91368041	0	61	9.940	8.109	0.0000000	0.2289308	G A	V0988 Oph	1.556	M7	63.200000	0.405	0.490	P	SRB

Variables en T précédemment connues

Suite page suivante ...

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
1092- 1269- 1	308.40758419	9.51670349	0	102	10.148	8.342	0.0000000	0.0071435	G A	CZ Del	1.535	M...	9.842250	0.346	0.360	P	SRB
1149- 221- 1	334.57597771	13.60805735	110112	68	10.272	8.638	0.0000000	0.0346982	3 U G A	TX Peg	1.389	M...	243.900000	0.734	0.360	P	SRB
1397- 648- 1	134.16725946	19.84913294	43905	51	13.729	8.652	0.0000000	0.3949575	3 P G A	T Cnc	4.315	N...	464.389054	0.500	0.520	P	SRB
1632- 1488- 1	307.29026607	16.27364463	101056	71	9.878	8.471	0.0001063	0.3135507	2 U G A	RS Del	1.196	M7	6.148979	0.218	0.450	P	SRB
1677- 1096- 1	325.68625947	22.47627577	107196	98	11.099	9.291	0.0000510	0.2809164	2 U G A	VX Peg	1.537	M...	934.000000	0.333	0.510	P	SRB
1750- 818- 1	18.44984009	27.13311525	5746	81	10.288	8.640	0.0000000	0.0906132	3 P G A	RT Psc	1.401	M0	482.000000	0.369	0.510	P	SRB
1932- 1638- 1	123.68140781	24.73484309	40388	60	10.322	8.793	0.0002126	0.7500000	3 U G A	RX Cnc	1.300	M8	6.623443	0.458	0.470	P	SRB
1964- 31- 1	148.03488995	26.90629319	48405	104	11.041	9.037	0.0000704	0.0559212	3 U G A	Z Leo	1.703	M3III-IV	42.954143	0.376	0.480	U	SRB
2011- 1137- 1	216.04838702	25.70384255	70401	105	9.597	8.113	0.0000000	0.3172319	2 U G A	RX Boo	1.261	M7.5	14.113943	0.291	0.500	U	SRB
2203- 2128- 1	329.09305841	22.86181420	0	84	12.333	8.588	0.0002629	0.0989911	G A	RX Peg	3.183	Cme	629.000000	0.198	0.340	P	SRB
2345- 1017- 1	50.02493791	32.02166470	15530	50	11.242	9.125	0.0000020	0.3979391	3 U G A	UZ Per	1.799	M5II-III	709.143221	0.518	0.440	P	SRB
2424- 1222- 1	94.30980533	33.20639841	0	73	10.825	8.995	0.0000000	0.7500000	G A	VW Aur	1.556	M...	192.069339	0.531	0.480	P	SRB
2554- 1272- 1	220.30577234	31.57213088	71802	104	9.542	8.174	0.0000000	0.7500000	3 U G A	RW Boo	1.163	M5III :	423.921362	0.323	0.440	P	SRB
2603- 1707- 1	258.60223626	36.36792957	84329	92	9.747	8.056	0.0000000	0.0335852	3 U G A	UW Her	1.437	M...	24.677562	0.256	0.530	P	SRB
2649- 507- 1	280.70833519	36.95857450	91774	82	12.426	8.308	0.0000030	0.0552580	2 P G A	HK Lyr	3.500	CII...	186.000000	0.180	0.620	P	SRB
2682- 467- 1	301.11504062	36.81680598	98856	105	11.694	9.084	0.0000093	0.0926471	3 P G A	AA Cyg	2.219	Svar...	216.969807	0.360	0.430	P	SRB
2689- 1199- 1	307.93842638	32.52254913	101282	157	10.628	8.914	0.0000000	0.1329836	3 U G A	AI Cyg	1.457	M6III :	142.353300	0.454	0.440	P	SRB
2721- 264- 1	324.14077952	32.10271625	106690	117	10.465	8.239	0.0000274	0.1817343	2 U G A	AB Cyg	1.892	M4 :IIIva	520.000000	0.202	0.610	P	SRB
2794- 14- 1	4.97513536	44.70943805	1593	147	14.965	8.384	0.0000000	0.7500000	2 U G A	VX And	5.594	C...	785.148242	0.261	0.390	U	SRB
3295- 730- 1	38.36981754	45.65450741	0	107	10.439	8.840	0.0000000	0.3635596	G A	UX And	1.359	M6IIIvar	424.341226	0.269	0.350	P	SRB
3389- 1761- 1	99.52652656	51.20211949	31719	91	9.840	8.105	0.0000184	0.7500000	2 U A		1.475	M5	48.976372	0.144	0.570	P	SRB
3497- 286- 1	241.05588741	50.49916296	78721	103	12.425	8.888	0.0000000	0.2171809	3 P G A	RR Her	3.006	K5	245.379508	0.857	0.430	P	SRB
3511- 1324- 1	267.19673949	45.69987137	87190	84	9.850	8.393	0.0000060	0.2550223	2 P G A	V0337 Her	1.238	M8	59.372008	0.292	0.470	P	SRB
3643- 1760- 1	357.71579332	47.50789350	117591	130	10.645	9.021	0.0000000	0.1767632	3 U G A	TZ And	1.380	M5.5III	120.945962	0.276	0.590	P	SRB
3684- 1263- 1	27.62196071	53.74278377	8565	115	9.857	8.222	0.0000000	0.7500000	2 U G A	TT Per	1.390	M5II-III	41.545775	0.183	0.630	P	SRB
3695- 1477- 1	39.60592266	57.04616713	12302	90	11.221	8.508	0.0000966	0.7500000	3 U G A	YZ Per	2.306	M2Iab	378.000000	0.391	0.600	P	SRB
3807- 489- 1	146.03281987	53.76677097	47756	95	11.054	9.130	0.0000558	0.1275390	3 P G A	YY UMa	1.635	M5	299.140582	0.456	0.420	P	SRB
3879- 1661- 1	250.73279902	54.90385661	81835	106	10.421	8.970	0.0000000	0.3363371	3 U G A	S Dra	1.233	M6III :	163.250606	0.365	0.470	P	SRB
4051- 1472- 1	41.66665361	63.00553866	0	197	11.984	9.850	0.0000056	0.0345796	G A	CQ Cas	1.814		2300.000000	0.351	0.510	P	SRB
4543- 971- 1	132.70653447	78.96155413	43438	125	10.358	8.874	0.0000000	0.7500000	3 U G A	RS Cam	1.261	M4III	90.778248	0.495	0.590	P	SRB
4861- 451- 1	127.42144891	-6.31868047	41664	77	9.630	8.396	0.0000000	0.1885828	3 U G A	RT Hya	1.049	M6e	6.840887	0.679	0.450	P	SRB
5495- 421- 1	159.46596480	-12.02088987	0	98	10.393	8.997	0.0000000	0.2139589	G A	FF Hya	1.187	M6	572.797450	0.497	0.420	P	SRB
5710- 941- 1	284.13081374	-10.52517703	0	64	10.806	9.036	0.0000140	0.1219789	G A	RW Sct	1.505	M5	116.700000	0.268	0.510	P	SRB
6243- 462- 1	262.43192985	-19.47302777	85617	80	13.335	8.233	0.0000000	0.7500000	2 U G A	TW Oph	4.337	CII...	544.091559	0.317	0.300	P	SRB
6421- 1899- 1	8.95824720	-24.87796753	0	73	10.288	8.362	0.0000362	0.7500000	G A	ZZ Scl	1.637	M3III	22.002254	0.258	0.470	P	SRB
6977- 560- 1	343.83193038	-29.61230019	0	54	10.588	8.988	0.0001016	0.2191431	G A	V PsA	1.360	M7III...	148.000000	0.376	0.480	P	SRB
6992- 752- 1	1.64925184	-32.59304704	0	138	10.542	9.107	0.0002640	0.0221026	G A	XY Scl	1.220	M6III	106.030096	0.227	0.680	P	SRB
7074- 834- 1	98.44244828	-30.58290504	31296	135	10.302	8.756	0.0000040	0.0640609	2 U B		1.314	M6III	10.682792	0.247	0.450	P	SRB
7207- 1702- 1	162.88770946	-34.53772380	53078	132	10.076	8.465	0.0000499	0.0660461	2 U B		1.369	M6III	12.080934	0.152	0.380	P	SRB
8074- 240- 1	63.40320771	-50.58616796	19722	84	11.128	9.166	0.0000839	0.0720886	2 P G A	WW Dor	1.668	M2Ib/II :	398.000000	0.257	0.440	P	SRB
8212- 1230- 1	166.13066410	-51.22200652	0	116	10.330	8.451	0.0000000	0.0002322	G A	MW Vel	1.597	M7II	986.455658	0.791	0.360	U	SRB
9088- 890- 1	293.86614285	-62.75906323	0	93	9.998	8.504	0.0000000	0.7500000	G A	Z Pav	1.270	M7III	279.502080	0.335	0.560	P	SRB
9148- 1832- 1	40.71020545	-71.20456318	12674	81	9.900	8.011	0.0002396	0.0423839	2 P B		1.606	M4III	45.840000	0.154	0.560	P	SRB
8442- 1011- 1	336.44228412	-49.82589622	110703	64	9.879	8.333	0.0000000	0.7500000	2 U A		1.314	M5/M6III	26.307978	0.209	0.490	U	SRB(I ?)
9193- 2568- 1	124.00105961	-68.47245726	0	83	11.049	9.153	0.0000060	0.2370837	G A	UU Vol	1.612	M4e	1150.410140	0.284	0.700	U	SRB :
6804- 746- 1	250.45731925	-27.10537171	81747	114	10.512	8.697	0.0000010	0.0717949	3 P G A	AX Sco	1.543	M5III	127.699997	0.653	0.460	P	SRB :74.8
2557- 818- 1	219.81605076	32.53952939	71644	200	9.832	8.378	0.0000047	0.7500000	2 U G A	RV Boo	1.236	M6III :e	197.671529	0.180	0.330	U	SRB :I :LB
8788- 1766- 1	302.94095575	-59.93686951	99512	124	10.083	8.533	0.0000000	0.3445401	3 U G A	X Pav	1.318	M6/M7III	398.813096	0.506	0.440	U	SRB :L :
5784- 638- 1	318.19302532	-14.39246301	0	75	9.794	8.416	0.0000020	0.7500000	G A	RX Aqr	1.171	M6III	537.776916	0.190	0.480	P	SRB :LB :
3567- 1285- 1	303.20749951	49.45081729	0	86	10.054	8.597	0.0003823	0.2396939	G A	AC Cyg	1.238	M...	4.245543	0.217	0.490	P	SRBs
3844- 733- 1	190.08867710	55.84655446	61839	133	10.010	8.587	0.0002511	0.0402477	3 U G A	Y UMa	1.210	M7II-III	7.793036	0.257	0.410	P	SRBs
860- 565- 1	175.11916604	11.19517804	56947	72	11.234	9.232	0.0000000	0.0209844	3 P G A	AI Leo	1.702	M...	145.600006	0.431	0.300	P	SRC
1863- 1639- 1	89.28080982	22.83897405	28166	95	10.074	8.419	0.0000000	0.7500000	G A	BQ Ori	1.407	M5IIIvar	134.316905	0.506	0.650	P	SRC
2332- 674- 1	40.37735597	34.51609920	12557	88	9.875	8.087	0.0000120	0.7500000	2 P G A	W Tri	1.520	M5II	108.000000	0.159	0.480	P	SRC
3689- 1837- 1	30.78900119	55.23239781	9582	85	10.476	8.053	0.0000420	0.2634870	D G A	XX Per	2.060	MIb+...	415.000000	0.265	0.470	P	SRC
3988- 1641- 1	341.93096084	55.15842904	112545	78	11.412	8.778	0.0000060	0.7500000	3 U G A	U Lac	2.239	M4Iab :e	31.846047	0.302	0.450	P	SRC
4281- 114- 1	356.01369628	61.78949859	117078	120	12.397	9.120	0.0003821	0.2409164	3 U G B	PZ Cas	2.785	M3Ia	925.000000	0.199	0.610	P	SRC
Variables en T précédemment connues													*Suite page suivante ...*				

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
5882- 950- 1	61.07834065	-15.72510421	19004	48	10.379	8.745	0.0000284	0.7500000	2 U G A	V Eri	1.389	M5/M6IV	6.313756	0.403	0.380	P	SRC
6276- 721- 1	272.01685614	-22.22405925	88838	57	12.392	9.853	0.0000844	0.0201700	3 P G A	VX Sgr	2.158	M5/M6III	737.000000	0.619	0.470	P	SRC
6392- 1130- 1	340.70960391	-21.17904530	0	99	10.839	8.936	0.0000000	0.7500000	G A	SZ Aqr	1.618	KIab/Ibp	108.516497	0.632	0.400	P	SRC
8491- 101- 1	42.42067609	-52.75842542	13185	71	9.794	8.256	0.0000508	0.3601669	2 U B		1.307	M5/M6III	6.566578	0.178	0.500	P	SRC
9152- 1800- 1	53.97078587	-69.19300833	16775	66	10.750	8.965	0.0002364	0.3701599	3 P A		1.517	M5III	417.638028	0.450	0.520	P	SRC
9456- 576- 1	262.72863662	-81.61155268	85714	51	10.451	8.548	0.0004357	0.7500000	2 U N A		1.618	M5III	69.852677	0.253	0.670	P	SRC
1399- 8- 1	130.82164626	20.60041386	0	59	10.532	8.904	0.0000000	0.7500000	G A	XX Cnc	1.384	M3	596.252104	0.304	0.620	P	SRC(LB)
1441- 1705- 1	179.05133560	15.72906453	58203	54	9.932	8.266	0.0000607	0.0000262	2 U G A	WX Leo	1.416	M3	433.440603	0.275	0.560	P	SRC(LB)
5209- 1265- 1	325.08255591	-1.78606232	0	80	10.952	9.439	0.0000070	0.2159975	G A	HT Aqr	1.286	M5	9.640091	0.612	0.420	P	SRC(P ?)
5433- 2157- 1	129.93228281	-9.58689538	42489	74	9.659	8.027	0.0001835	0.7500000	2 U G A	RV Hya	1.387	M5II	1160.000000	0.281	0.430	P	SRC :14.5
973- 1275- 1	249.04862608	13.31248564	81291	138	10.401	8.475	0.0000575	0.3247093	2 U G A	TY Her	1.637	M0	342.915800	0.283	0.540	P	SRD
2757- 506- 1	343.99994015	35.19572523	113252	223	10.190	8.371	0.0000000	0.4173648	2 P G A	SX Lac	1.546	M0	197.803410	0.234	0.280	P	SRD
4619- 1628- 1	20.29921649	85.13211427	6325	100	10.967	8.783	0.0000008	0.0859123	2 U G A	RU Cep	1.856	M0IIIvar	109.000000	0.183	0.510	P	SRD
4938- 44- 1	177.95888389	-5.76215883	57850	74	9.856	8.314	0.0004946	0.7500000	2 U G A	TY Vir	1.311	G3Ibpvar	2.437121	0.167	0.430	U	SRD
7056- 309- 1	83.93413362	-30.82652024	0	111	10.912	9.029	0.0000130	0.2649370	G A	RV Col	1.601	G5	105.775605	0.338	0.450	P	SRD
8873- 639- 1	56.91580221	-66.69442526	0	97	10.328	8.671	0.0000000	0.1693553	G A	RX Ret	1.408	G8/K0II/	22.618032	0.316	0.470	P	SRD
2035- 346- 1	241.86359022	24.90840109	78994	169	10.388	8.520	0.0000173	0.1623652	3 U G A	SX Her	1.588	K2	102.900000	0.198	0.480	P	SRD :2.17
7146- 1719- 1	133.35683423	-34.81914890	0	121	10.449	8.656	0.0000000	0.0013338	G A	V Pyx	1.524	G8IIp	1371.366610	0.365	0.530	U	SRD :2.74
3063- 1801- 1	248.98870489	37.96726208	81272	107	9.636	9.068	0.0001989	0.3281666	2 U G A	UU Her	0.483	F2Ib...	4.550311	0.276	0.340	U	SRD :CEP :
1015- 2091- 1	269.83886635	11.78415794	0	81	10.671	8.694	0.0000020	0.2159453	G A	V0914 Oph	1.680	M0	520.812908	0.283	0.350	U	SRD :LB
3325- 104- 1	55.37331168	51.50327791	0	61	13.765	8.766	0.0003433	0.7500000	G A	V0466 Per	4.249	Nvar...	17.769490	0.237	0.450	P	SRs
3377- 168- 1	98.90453519	45.62309962	31484	80	10.017	8.368	0.0000000	0.7500000	2 U G A	TU Aur	1.402	M5III	8.599859	0.286	0.340	P	SRs
3425- 1038- 1	139.57155806	46.15313977	45649	97	9.083	8.828	0.0000047	0.1348550	2 P G A	BE Lyn	0.217	A3	0.095870	0.234	0.470	P	SXPHE
6638- 779- 1	162.72525344	-25.35368719	0	105	10.230	10.082	0.0000050	0.7500000	G A	KZ Hya	0.126	B9III/IV	0.059510	0.483	0.410	P	SXPHE
8428- 217- 1	325.76783784	-48.18944841	107231	154	8.587	8.292	0.0000000	0.0008863	2 P G A	RS Gru	0.251	A9IV	0.147012	0.313	0.400	P	SXPHE

Tab. E.1 : *Résultats des méthodes de recherche de périodes et de l'identification pour les étoiles variables précédemment connues et détectées variables en T.*

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-type
5403- 1583- 1	109.15682369	-11.48730961	35212	65	9.141	8.191	0.0000000	0.0000782	3 P G A	RY CMa	0.808	K0	4.678400	0.526	0.380	P	DCEP
1441- 1705- 1	179.05133560	15.72906453	58203	54	9.932	8.266	0.0000607	0.0000262	2 U G A	WX Leo	1.416	M3	397.334579	0.215	0.430	U	LB :SR :
987- 257- 1	252.97463578	14.94185435	82516	94	10.109	8.474	0.0000000	0.0000038	3 P G A	S Her	1.390	M6e	306.299988	2.343	0.260	P	M
3380- 1119- 1	96.00974128	47.70661900	30449	74	14.870	10.317	0.0006603	0.0000000	3 P G A	V Aur	3.870	Ne	349.000000	0.610	0.630	P	M

Tab. E.2 : *Résultats des méthodes de recherche de périodes et de l'identification pour les étoiles variables précédemment connues et détectées variables en* $B_T - V_T$

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-type
105- 2268- 1	82.12363704	3.52710150	0	142	10.117	9.965	0.0003413	0.2037899	B		0.129		6.859702	0.452	0.650	A	?
663- 65- 1	55.68359664	14.87631317	0	68	11.001	10.381	0.0000270	0.0885914			0.527		0.259851	0.407	0.570	A	?
796- 533- 1	127.51465854	8.41784681	0	64	11.164	10.081	0.0001349	0.2279651	B		1.083	?	900.000000	0.001	0.001	A	?
964- 800- 1	248.24692153	10.44903810	0	118	10.807	8.848	0.0000252	0.0015006	B		1.665	K5	1.574900	0.195	0.590	A	?
1803- 188- 1	56.10709601	24.39483567	0	6	8.465	8.141	-0.0006893	0.7500000	B		0.275	A8V	0.109224	0.118	0.440	A	?
1871- 1871- 1	89.39544970	27.81010688	0	99	11.860	10.523	0.0000299	0.0640774	B		1.136		1.192968	1.866	0.880	A	?
2258- 2805- 1	358.11455255	29.28069410	0	83	10.741	10.008	0.0002471	0.0626059	B		0.623		0.128492	0.270	0.720	A	?
2640- 430- 1	285.98770311	30.09639681	0	98	11.007	10.553	0.0000298	0.1077648			0.386		0.680979	0.554	0.800	A	?
2659- 118- 1	293.24896220	33.27408363	0	101	9.622	9.295	0.0002779	0.7500000	B		0.278		375.867910	0.094	0.660	A	?
2674- 2185- 1	300.17669609	32.92222550	0	105	11.230	9.901	0.0000514	0.1008630	A		1.130	?	47.869013	0.327	0.570	A	?
2677- 547- 1	297.33296883	35.15867581	0	100	10.663	10.459	0.0000484	0.3779464	B		0.173	A2III	1.699278	0.452	0.830	A	?
2692- 743- 1	314.45516253	33.42848437	0	181	11.393	9.981	0.0001472	0.3891673	B		1.200		2.380685	0.314	0.740	A	?
2697- 1143- 1	307.33656453	36.53046863	0	138	10.782	10.292	0.0000388	0.3149809	B		0.417		0.122152	0.305	0.630	A	?
2840- 1480- 1	38.14808852	41.50308078	0	101	9.392	9.457	0.0000126	0.1094602	B		-0.055	A0	0.268801	0.208	0.640	A	?
3167- 288- 1	313.01099017	38.35819153	0	78	9.715	9.731	0.0000317	0.7500000	B		-0.014		0.109553	0.547	0.530	A	?
3167- 1232- 1	312.81441665	38.83369918	0	114	10.762	10.537	0.0000232	0.1623342			0.191		1303.210433	0.101	1.000	A	?
3202- 1687- 1	332.13296892	39.53189313	0	229	10.585	10.345	0.0001282	0.3183434	B		0.204		0.111162	0.251	0.670	A	?
3212- 335- 1	337.39011693	44.04855723	0	157	11.135	10.706	0.0001233	0.7500000			0.365		0.127098	0.411	0.820	A	?
3258- 406- 1	1.95125382	51.17957446	0	115	10.945	10.545	0.0000500	0.1414069			0.340		0.089047	0.368	0.710	A	?
3289- 1032- 1	32.73219953	50.32412335	0	89	11.104	10.504	0.0001262	0.1124323			0.510		0.094511	0.309	0.720	A	?
3555- 473- 1	289.95912018	51.33552846	0	97	11.067	9.403	0.0002550	0.2412504	B		1.414	K7	1.580247	0.226	0.630	A	?
3617- 2026- 1	329.20482767	51.43810238	0	111	9.192	9.035	0.0005608	0.2721418	B		0.133	A2	0.483253	0.069	0.570	A	?
3629- 1997- 1	342.32187185	49.75822851	0	117	11.697	10.412	0.0000810	0.3003259	B		1.092		0.416504	0.431	0.830	A	?
3630- 978- 1	343.56050098	50.59222256	0	127	10.451	9.380	0.0000037	0.0524906	B		0.910		1300.193142	0.183	0.680	A	?
3663- 977- 1	13.20399575	56.65236651	0	107	10.816	10.681	0.0001574	0.2534521	A		0.115		3.871403	1.026	0.800	A	?
3676- 2052- 1	13.37132796	56.64286870	0	135	10.672	10.650	0.0001805	0.2615201	B		0.019	B	0.997297	0.293	0.950	A	?
3679- 44- 1	26.65271444	57.63737708	0	103	11.000	10.628	0.0000392	0.1068641	B		0.316		0.127826	0.137	1.000	A	?
3690- 1948- 1	34.42804889	55.85032542	10698	100	9.272	9.189	0.0006287	0.0568349	B		0.071	B9	1299.809884	0.145	0.630	A	?
3740- 750- 1	68.29381165	57.14534054	0	117	10.750	10.228	0.0000123	0.0990853			0.444		0.551919	0.305	0.530	A	?
3745- 515- 1	70.27175602	59.71069295	0	116	11.517	11.048	0.0000574	0.1383497			0.399		0.162096	0.571	1.000	A	?
3988- 1812- 1	342.87104497	54.79426251	0	114	10.665	10.398	0.0000911	0.0231901	A		0.227		0.197593	0.357	0.630	A	?
4000- 885- 1	355.11793697	53.92933068	0	113	11.692	9.907	0.0000623	0.2943979	B		1.517		3.632033	0.244	0.700	A	?
4016- 212- 1	11.01622210	61.81890642	0	139	10.976	10.625	0.0000304	0.0679375			0.298	A1	0.324737	0.424	0.730	A	?
4030- 688- 1	18.42018857	60.87865982	0	138	11.100	10.991	0.0000259	0.3337164			0.093	B9V	0.814687	0.563	0.890	A	?
4034- 487- 1	18.22743464	62.64095228	0	143	10.636	10.402	0.0000499	0.0849626			0.199		0.107827	0.262	0.720	A	?
4048- 792- 1	43.41488852	60.30619737	0	132	11.131	10.757	0.0000040	0.0243372			0.318	B8V	8.117896	0.792	0.800	A	?
4075- 1153- 1	56.93610474	66.27741136	0	119	10.082	9.725	0.0000192	0.2495119	B		0.303	A5	1.557390	0.249	0.710	A	?
4175- 808- 1	212.08055983	64.06830950	0	95	11.590	10.500	0.0000640	0.2438098			0.927		0.219975	0.830	0.580	A	?
4317- 1601- 1	43.27621117	70.27127204	0	113	10.980	10.374	0.0000745	0.7500000			0.515		0.266581	0.281	0.620	A	?
4375- 211- 1	128.95950309	67.74047428	0	247	11.297	10.838	0.0000338	0.1671172			0.390		0.193938	0.343	0.890	A	?
4801- 4107- 1	104.81249597	-1.53965938	0	80	9.878	8.706	0.0001593	0.1885082	B		0.996	K0	0.144816	0.150	0.540	A	?
4817- 2306- 1	110.77509330	-1.55081533	0	79	11.076	9.832	0.0002010	0.1789748	B		1.057		0.128645	0.398	0.360	A	?
5127- 1102- 1	283.76581252	-5.73282287	0	53	11.750	11.112	0.0000308	0.7500000			0.542		0.175876	0.348	1.000	A	?
5237- 1008- 1	340.74574784	-3.42818665	0	67	10.923	9.368	0.0003377	0.0583820	B		1.322	K2	2.082296	0.369	0.670	A	?
5342- 247- 1	78.22041093	-14.56901905	0	75	8.859	8.832	0.0006757	0.2407930	B		0.023	B9V	0.134806	0.127	0.570	A	?
5955- 2206- 1	96.71815595	-20.05838990	0	185	11.609	10.589	0.0000196	0.3384557			0.867		1.880252	0.216	1.000	A	?
5985- 2339- 1	116.46662231	-17.09114311	0	139	11.399	10.431	0.0001108	0.0007399	B		0.823		0.181958	0.568	0.880	A	?
6547- 2169- 1	114.38323026	-26.68875322	0	90	10.654	10.581	0.0001089	0.0287027			0.062		0.224062	0.168	0.770	A	?
6564- 1411- 1	124.95612146	-27.47962259	0	212	11.364	11.140	0.0000529	0.0674176			0.190		1.055753	0.478	1.000	A	?
6579- 530- 1	130.60937391	-27.41276741	0	163	10.844	10.592	0.0000335	0.2943266			0.214		0.343111	0.252	0.830	A	?
6581- 166- 1	126.10619737	-28.26059492	0	294	10.828	10.495	0.0000554	0.0121543	B		0.283		0.095701	0.256	0.800	A	?
6581- 822- 1	126.38603816	-28.39449446	0	253	11.475	10.120	0.0000668	0.1107467	B		1.152		1.875556	0.220	0.740	A	?
6847- 1973- 1	272.48622907	-25.28580956	0	71	10.731	8.772	0.0002926	0.7500000	B		1.665	K4III	1.848007	0.209	0.510	A	?
7014- 878- 1	40.90756412	-33.28334409	0	122	10.880	10.304	0.0000939	0.0389913	B		0.490		0.581785	0.518	0.640	A	?
7116- 551- 1	110.54973012	-37.30213161	0	97	11.142	10.631	0.0001061	0.2955353	B		0.434		0.533627	0.469	0.880	A	?
7162- 1502- 1	141.89407924	-35.29014529	0	217	11.493	10.094	0.0001229	0.0815228	B		1.189		3.087332	0.246	0.770	A	?

Nouvelles variables en T

Suite page suivante . . .

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
7175- 248- 1	145.16258944	-33.99144932	0	194	10.749	10.388	0.0000130	0.0071928	B		0.307		1.741963	0.430	0.760	A	?
8059- 408- 1	51.82427298	-46.96719293	16093	64	10.419	9.282	0.0000400	0.7500000	B		0.966	K0III	0.153697	0.257	0.770	A	?
8155- 3301- 1	131.83405457	-47.25233726	0	55	11.688	10.412	0.0000929	0.0158924	B		1.085		0.311144	0.657	0.840	A	?
8180- 1754- 1	144.72430878	-51.55072054	47349	70	11.148	9.882	0.0001930	0.2253189	C B		1.076	G5	0.140459	0.435	0.610	A	?
8196- 2152- 1	155.29759495	-51.40678038	0	77	11.885	10.227	0.0000526	0.3909702	A		1.409	K5	1.685570	0.296	0.880	A	?
8211- 25- 1	165.64020295	-52.45799000	0	112	11.297	10.172	0.0001090	0.1177490	A		0.956	G6III :	0.088270	0.363	0.710	A	?
8211- 1878- 1	164.85176337	-52.10449967	0	109	10.752	10.156	0.0001226	0.0110706	B		0.507	G0V	0.099478	0.382	0.660	A	?
8223- 1160- 1	176.53415045	-49.23562551	0	136	10.975	10.307	0.0001923	0.2161391	B		0.568	G0	0.046537	0.382	0.530	A	?
8253- 535- 1	191.51493228	-49.58227028	0	166	10.645	9.673	0.0000078	0.0658947	B		0.826		0.064697	0.237	0.690	A	?
8285- 1398- 1	214.46323388	-50.47962325	0	121	11.865	10.631	0.0000450	0.7500000	B		1.049		0.507462	0.348	0.920	A	?
8344- 124- 1	269.70091070	-46.80583543	0	55	10.509	10.467	0.0001375	0.1973501			0.036	B9.5V	0.115829	0.281	0.660	A	?
8552- 1708- 1	114.95929327	-53.64113924	0	89	10.047	9.811	0.0003331	0.1345948	N A		0.201	A1/A2V	0.098121	0.217	0.550	A	?
8654- 3098- 1	189.40902286	-57.13944060	0	147	10.390	9.958	0.0000710	0.2359987	B		0.367	F0V	0.277122	0.258	0.640	A	?
8655- 82- 1	192.73510552	-58.12318585	0	160	10.975	10.797	0.0000682	0.1651707			0.151		0.118103	0.392	0.780	A	?
8655- 787- 1	192.78763341	-57.94608175	0	161	11.625	10.340	0.0001260	0.0065007	B		1.092		0.088981	0.618	0.820	A	?
8661- 1669- 1	199.59617897	-59.75375715	0	156	10.497	10.408	0.0001141	0.0235134	B		0.076	B9III/IV	0.128753	0.213	0.800	A	?
8736- 3137- 1	262.69615828	-56.86352439	0	119	10.399	8.442	0.0004180	0.0033606	B		1.663	M3/M4III	1521.506420	0.120	0.490	A	?
9075- 1484- 1	290.84355905	-62.60633348	0	130	10.379	9.120	0.0000175	0.4364301	B		1.070	K0	1372.806900	0.054	0.440	A	?
9117- 434- 1	334.69778534	-62.41234818	0	161	11.586	10.932	0.0000662	0.2329042			0.556		0.087784	0.676	0.850	A	?
9119- 828- 1	329.66578327	-63.29848622	0	183	10.956	9.036	0.0002613	0.0292258	B		1.632	M0III :	2.837554	0.146	0.440	A	?
9402- 449- 1	125.70518991	-80.52341063	0	15	10.636	9.329	0.0004270	0.1529762	B		1.111	K0	1.416106	0.000	1.000	A	?
4001- 530- 1	357.14432820	53.26095370	0	135	10.496	10.339	0.0001607	0.1037376	B		0.133		2.885127	0.286	0.630	P	ACV
8209- 2455- 1	158.87890911	-51.98602582	51844	116	9.561	9.491	0.0003223	0.2853339	B		0.060	A0/A1IV/	0.159473	0.173	0.400	A	ACYG :
155- 1678- 1	100.07210486	4.91140875	31923	65	9.039	9.149	0.0007711	0.7500000	B		-0.094	B6IV	0.100283	0.117	0.640	P	BCEP
755- 698- 1	101.66731905	12.08926551	0	89	10.050	9.950	0.0003824	0.2933209	B		0.085	A2	0.158056	0.200	0.620	P	BCEP
4262- 899- 1	327.66932350	61.80312543	107827	100	8.331	8.220	0.0008611	0.0429418	C B		0.094	B2V	0.275403	0.075	0.410	P	BCEP
6269- 2398- 1	274.20523982	-18.55032156	0	29	9.748	9.551	0.0000590	0.7500000	B		0.167	B1Iab/Ib	0.088361	0.379	0.730	P	BCEP
148- 1978- 1	102.92848468	0.55143775	32940	75	10.561	10.574	0.0002115	0.2592794	B		-0.011	B9	0.100068	0.408	0.820	P	BCEP :
2697- 106- 1	308.00841485	37.37662788	0	135	8.191	8.283	0.0004865	0.0000980	B		-0.078	B9	0.119067	0.046	0.690	P	BCEP :
4031- 974- 1	23.82103607	60.85822419	0	182	10.986	10.739	0.0000139	0.0436383			0.210	B1	2.863994	0.409	0.690	A	BCEP :
4046- 118- 1	38.15114996	61.47377876	0	74	10.013	9.712	0.0001465	0.7500000	B		0.256	O6.5	0.103681	0.205	0.690	P	BCEP :
5422- 2741- 1	115.34802417	-14.76494208	0	65	10.494	10.459	0.0001653	0.2571196	B		0.030		0.195067	0.348	0.620	A	BCEP :
5685- 4168- 1	274.39029675	-12.09521444	0	66	11.361	10.564	0.0000060	0.2249309			0.677	O+..(B)	0.080903	0.522	0.740	A	BCEP :
5961- 3340- 1	101.51326934	-20.72183453	32417	32	8.875	8.809	0.0000332	0.2943692	A		0.056	B8V	0.608327	0.386	0.610	A	BCEP :
6272- 19- 1	273.90164788	-20.36781729	0	49	8.986	8.803	0.0001748	0.7500000	B		0.156	O+...	0.205881	0.151	0.780	A	BCEP :
6272- 546- 1	273.44120654	-19.19038884	0	34	10.375	10.335	0.0002249	0.2829453	B		0.034	B3	0.084392	0.440	0.740	A	BCEP :
6546- 330- 1	111.89158836	-27.02355934	36222	130	8.366	8.511	0.0002955	0.0477745	B		-0.123	B5III	0.026549	0.054	0.540	A	BCEP :
6552- 2236- 1	115.12836847	-28.95952550	0	128	10.751	10.760	0.0000168	0.0068805			-0.008		0.094019	0.295	0.480	A	BCEP :
6563- 2353- 1	122.63499436	-27.15295940	0	130	9.963	9.921	0.0001918	0.2567498	B		0.036	B6/B7Vn.	0.342119	0.278	0.470	P	BCEP :
7149- 2290- 1	130.60842736	-37.35832905	0	121	11.151	10.681	0.0000793	0.3309236			0.400	B5	0.214939	0.469	0.720	A	BCEP :
7165- 2183- 1	139.99408662	-36.55387321	0	162	10.605	10.570	0.0001422	0.2354499			0.030		0.289751	0.221	0.560	A	BCEP :
7380- 89- 1	264.99731267	-32.44331624	0	44	8.124	8.100	0.0000420	0.7500000	A		0.020	B8V	0.106551	0.094	0.600	A	BCEP :
7857- 492- 1	246.76845087	-40.55473351	80574	88	10.239	9.596	0.0001114	0.1399403	C B		0.547	B3III/IV	0.084657	0.208	0.610	P	BCEP :
7869- 1872- 1	256.21643840	-37.98139438	0	15	9.699	9.581	0.0004524	0.7500000	B		0.100	B8	0.218805	0.587	0.870	P	BCEP :
8196- 3541- 1	155.38480773	-51.69126268	0	71	8.895	8.969	0.0001151	0.1155449	B		-0.063	B6/B7	0.159111	0.108	0.660	A	BCEP :
5975- 426- 1	104.28917222	-21.17258895	0	271	9.780	9.855	0.0003423	0.0734797	B		-0.064		0.126704	0.161	0.610	A	BCEP :CST
6567- 2056- 1	123.18547524	-29.68358684	0	187	10.051	10.041	0.0002997	0.0261233	B		0.009	B9.5V	0.097034	0.204	0.770	A	BCEP :EA :
7145- 784- 1	131.53887060	-35.19285320	0	134	9.154	9.173	0.0002388	0.4239868	B		-0.016	B9.5IV	0.265206	0.091	0.650	A	BCEP :EA :
8643- 599- 1	176.77858799	-59.05629427	0	124	9.115	9.087	0.0001089	0.2409608	B		0.024	B9.5/A0V	0.048531	0.093	0.500	A	BCEP :EA :
4766- 2458- 1	83.95374574	-0.98924786	0	23	8.906	8.955	0.0000140	0.3689761	A		-0.042	B5	0.448100	0.411	0.780	P	BCEP :EB :
6849- 1154- 1	268.12456926	-27.02934161	0	39	10.174	10.158	0.0000899	0.2529710	B		0.014		0.087235	0.351	0.610	A	BCEP :SX :
5183- 1766- 1	314.54317093	-3.12518762	0	93	10.729	9.008	0.0000493	0.0768318	N A		1.463	M5	1.927883	0.350	0.390	P	BY
3039- 777- 1	218.28129299	41.52691723	71148	143	10.484	9.301	0.0001477	0.1329922	B		1.006	K0	0.180288	0.194	0.380	A	BY :EW :
3989- 1553- 1	346.31939231	55.89131281	0	100	11.655	9.905	0.0000188	0.1158616	B		1.488		1.620456	0.414	0.690	A	CEP :
4282- 672- 1	344.74829859	62.66878890	0	78	11.514	9.903	0.0001339	0.0988453	B		1.369		1.222739	0.344	0.470	P	CEP :
4853- 1490- 1	125.89121739	-2.93544572	0	52	11.530	9.823	0.0001151	0.3545403	B		1.451	K5	5.060528	0.341	0.620	A	CEP :
7018- 479- 1	44.00689577	-35.40963664	0	188	10.991	9.693	0.0002443	0.7500000	B		1.103	K0	2.024538	0.154	0.760	A	CEP :

Nouvelles variables en T

Suite page suivante ...

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
3213- 736- 1	338.42996111	43.48534561	111368	190	10.316	8.274	0.0005003	0.0007671	1 U B		1.736	K5	1.549608	0.091	0.460	A	CEP :CST :
3976- 1071- 1	328.41387569	57.04310152	0	95	11.622	9.603	0.0001744	0.2438809	B		1.716	K5	1.419257	0.319	0.460	P	CEP :CW :
6276- 1268- 1	272.23182178	-21.40246012	0	48	10.818	8.469	0.0000220	0.0112726	A		1.997	K5III	1.743578	0.204	0.670	A	CEP :CW :
3183- 2983- 1	324.65351013	38.36107852	0	179	10.253	9.251	0.0000016	0.7500000	B		0.852	G0	0.831667	0.159	0.550	A	CEP :E :RR
7366- 1087- 1	258.86431304	-33.32942754	0	55	11.015	9.675	0.0001800	0.0773727	B		1.139		5.793332	0.430	0.430	A	CEP :SR :
3274- 1204- 1	12.68034225	51.48019279	0	170	10.403	9.950	0.0000205	0.1524876	A		0.385		0.146102	0.196	0.770	U	CST
3677- 988- 1	19.73329249	57.76828435	0	225	9.827	9.328	0.0004562	0.2108201	B		0.424	F8	1.067986	0.120	0.660	U	CST
4031- 574- 1	23.75577014	60.77931483	0	155	9.175	8.615	0.0006242	0.3804579	B		0.476	F8V	2.471649	0.086	0.480	U	CST
5325- 91- 1	73.50254067	-12.46268116	22779	139	10.115	8.029	0.0002956	0.1272749	2 U B		1.773	M2III	0.892066	0.098	0.560	U	CST
5971- 2726- 1	105.75061482	-19.95478704	0	135	11.356	10.091	0.0000335	0.1389957	B		1.075		0.130076	0.339	0.800	A	CST
1551- 1426- 1	264.77197818	16.78808111	0	133	11.494	10.948	0.0000406	0.2137023			0.464		0.130504	0.406	0.840	A	CST :
2163- 210- 1	304.87581296	27.51942073	0	233	10.781	10.613	0.0000166	0.3192475	A		0.143	A0	1.433147	0.105	1.000	A	CST :
2168- 59- 1	307.41021738	29.66227519	0	222	10.710	9.580	0.0002427	0.0707102	B		0.961	K0	2.164068	0.165	0.650	A	CST :
2638- 12- 1	281.47787185	30.13706852	0	104	11.589	10.147	0.0001347	0.1756424	B		1.226		1186.450130	0.248	0.760	U	CST :
2681- 626- 1	297.82684822	36.37169500	0	117	8.793	8.272	0.0008646	0.0091155	B		0.443	F8	0.171762	0.035	0.380	A	CST :
2683- 3769- 1	302.77455289	35.65773012	0	102	12.106	10.269	0.0000380	0.1756878	A		1.561	?	1.007402	0.704	1.000	A	CST :
2710- 2232- 1	318.41016601	34.72115481	0	203	10.920	10.347	0.0001710	0.0185139	B		0.487		0.089314	0.188	0.890	A	CST :
3672- 605- 1	13.46212593	54.57032486	0	106	10.403	10.279	0.0000888	0.1712389	B		0.105	A0	0.130609	0.313	0.870	A	CST :
3997- 1041- 1	343.67550462	59.24333253	0	84	10.483	10.161	0.0001860	0.2991235	B		0.274		0.063189	0.302	0.660	U	CST :
4363- 228- 1	103.63060106	69.67774186	33195	259	10.770	9.020	0.0001276	0.0176424	B		1.488	K2	1.341445	0.091	0.350	U	CST :
5371- 1823- 1	94.66065373	-12.68224028	0	152	9.724	9.143	0.0005184	0.7500000	B		0.494	F7V	0.150454	0.135	0.500	U	CST :
5406- 518- 1	108.32600123	-14.57969707	0	110	10.282	8.341	0.0001383	0.7500000	N A		1.650	M2/M3III	818.798726	0.218	0.630	A	CST :
5969- 2044- 1	108.53251048	-18.72487887	0	116	9.850	9.778	0.0000410	0.1149502	B		0.061	A0	0.278872	0.177	0.760	A	CST :
6515- 2144- 1	97.82272411	-26.51248717	31078	140	10.651	9.840	0.0002538	0.2919936	B		0.689	G8 :	1.924303	0.227	0.710	A	CST :
6542- 923- 1	111.16879462	-25.49317485	0	200	9.998	9.953	0.0002258	0.2529808	A		0.038		0.069459	0.271	0.560	U	CST :
6548- 839- 1	116.48632934	-26.98162943	37890	251	10.530	8.653	0.0006126	0.1144453	B		1.595	K4III :	1015.021890	0.056	0.320	U	CST :
6562- 64- 1	119.89220268	-27.20244700	0	174	9.236	8.152	0.0007196	0.7500000	B		0.921	G8III	1225.924900	0.038	0.330	U	CST :
6563- 2342- 1	121.45285689	-28.08897061	0	188	10.741	10.495	0.0000040	0.0570505	A		0.209		0.483258	0.098	1.000	A	CST :
6577- 312- 1	125.60644111	-27.62295933	0	298	11.259	9.971	0.0000238	0.3273910	B		1.095		1975.354500	0.047	1.000	U	CST :
7155- 1107- 1	137.01207771	-33.33115152	0	260	10.839	9.749	0.0001822	0.1448452	B		0.927		0.089242	0.190	0.620	A	CST :
8127- 551- 1	108.12461794	-50.32072065	0	73	9.841	8.044	0.0003902	0.2003188	B		1.527	M4III	471.394605	0.091	0.380	U	CST :
8324- 2859- 1	246.48269054	-51.80803146	0	68	10.756	10.547	0.0000142	0.4015430	A		0.178	B8	0.112778	0.414	0.900	A	CST :
8682- 2013- 1	215.71767943	-55.96230378	70290	117	10.263	8.105	0.0001455	0.7500000	2 U B		1.834	M5II	15.922530	0.114	0.390	U	CST :
8733- 808- 1	264.04538558	-55.63091430	0	141	10.415	9.981	0.0000780	0.2316536	A		0.369	A8	1172.341400	0.102	0.880	U	CST :
6522- 1068- 1	102.63762806	-23.65979118	0	218	10.201	8.349	0.0001567	0.3981419	B		1.574	K3III	1.331840	0.073	0.290	A	CST :CWB :
2659- 525- 1	293.40120383	32.48893459	0	123	10.037	8.299	0.0007798	0.7500000	B		1.477	K	1.118630	0.092	0.480	A	CST :DCEP
1986- 1446- 1	182.52187080	24.50377686	0	118	10.812	10.353	0.0000660	0.4029760			0.390	F2	0.118891	0.155	0.900	A	CST :DCST
4363- 714- 1	104.22407931	70.03187949	0	260	10.714	9.671	0.0000643	0.0714436	B		0.887		0.111417	0.102	0.710	A	CST :DSCT
2587- 1899- 1	247.55066871	35.60270572	0	121	10.781	9.961	0.0000428	0.1723155	B		0.697		0.171193	0.195	0.560	A	CST :EW :
2651- 1491- 1	285.05891782	36.31953287	0	115	10.619	10.158	0.0000912	0.2787455	B		0.392		0.276397	0.233	0.500	A	CST :RR :
2674- 738- 1	299.57661490	33.55243817	0	103	9.316	9.351	0.0004648	0.3294619	B		-0.030	A0	0.227015	0.049	0.800	A	CST :RR :
5975- 874- 1	104.50509187	-21.15352018	0	236	11.255	10.853	0.0000024	0.2492709			0.342		0.483023	0.296	0.940	A	CST :RR :
8165- 577- 1	135.61602919	-45.21220972	0	80	11.145	10.339	0.0001475	0.3353852	B		0.685		16.544682	0.379	0.770	A	CW :
6562- 1541- 1	119.34800936	-26.87225430	0	118	11.848	9.989	0.0000934	0.0574569	B		1.580		5.009290	0.420	0.680	A	CW :CEP :
1077- 828- 1	303.29077098	10.34422287	0	64	9.562	8.999	0.0000004	0.0137716	A		0.479	F8	1.268066	0.478	0.360	P	CWB
1544- 1926- 1	259.81786390	19.83842714	0	131	10.920	10.493	0.0001650	0.1778846			0.363	F8	1.341299	0.529	0.690	P	CWB
5892- 180- 1	71.82721608	-16.96192700	0	140	10.747	9.362	0.0002767	0.3451409	B		1.177	K5	1.127083	0.283	0.470	P	CWB
8505- 1342- 1	63.96235627	-55.64628515	19880	55	10.541	8.894	0.0002993	0.1585421	C B		1.400	K3III	6.863523	0.181	0.480	P	CWB
3615- 2996- 1	336.45339351	49.66487155	0	55	9.940	9.731	0.0002233	0.0465366	A		0.178	A0	4.307024	0.403	0.740	P	CWB :
6112- 552- 1	196.24345117	-15.49800776	0	30	11.067	10.315	0.0001428	0.7500000	B		0.639	G0	0.299174	0.550	0.650	A	CWB :
6521- 3434- 1	102.18728804	-24.22807284	0	168	11.964	10.014	0.0001352	0.0316703	B		1.658		2.066235	0.304	0.750	A	CWB :
6543- 45- 1	113.02399346	-26.12525555	0	259	10.488	10.520	0.0001319	0.2240219			-0.027		0.927146	0.220	0.700	P	CWB :
6561- 594- 1	117.76469926	-27.04111538	0	238	10.255	9.157	0.0003304	0.0195644	B		0.933	G6/G8III	1.228600	0.133	0.590	P	CWB :
8312- 2533- 1	247.37697699	-46.86967682	0	155	10.788	10.312	0.0001705	0.0546945	B		0.405	F2	1.362646	0.289	0.820	A	CWB :RRAB
6562- 2258- 1	120.81321132	-27.27107452	39399	174	9.366	8.209	0.0000425	0.3589469	B		0.983	G8III	3.618104	0.114	0.460	A	CWB :SRD :
1610- 1046- 1	294.80597051	19.66573168	0	121	10.081	8.747	0.0006371	0.0384386	B		1.134	K2	6.362002	0.165	0.360	P	DCEP
1808- 1268- 1	57.25722148	26.64201039	0	53	11.354	10.264	0.0000270	0.2719187	B		0.927	K2	1.460457	0.621	0.580	P	DCEP

Nouvelles variables en T

Suite page suivante . . .

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
2460- 414- 1	110.47297458	34.69724494	0	31	10.826	9.006	0.0003758	0.2299151	B		1.547	K2	1.043242	0.221	0.640	P	DCEP
2682- 3118- 1	300.17746291	36.57136275	0	98	11.348	8.969	0.0001007	0.0140970	A		2.022	K0 :V :	1.528926	0.247	0.530	P	DCEP
3194- 2391- 1	321.27482728	44.43196285	0	86	11.060	10.496	0.0000470	0.1309847			0.479	F8	3.161112	0.701	0.690	P	DCEP
565- 166- 1	333.31809710	5.85784094	0	103	10.766	9.088	0.0004004	0.7500000	B		1.426	K2	1.751226	0.160	0.480	P	DCEP :
810- 2501- 1	132.58354692	9.27147027	0	68	10.876	8.713	0.0005567	0.0038495	B		1.839	K5	7.458859	0.190	0.430	P	DCEP :
1165- 266- 1	352.28490975	12.28432072	0	32	10.898	9.251	0.0003477	0.0792488	B		1.400	K5	8.252866	0.355	0.530	P	DCEP :
1649- 1417- 1	317.21565235	15.66188911	0	76	10.736	9.458	0.0002116	0.7500000	B		1.086	K0	1.493041	0.331	0.530	A	DCEP :
2150- 4932- 1	293.40310775	28.43665626	0	110	11.888	10.450	0.0000604	0.1588450	B		1.222	K0III	3.682650	0.376	1.000	P	DCEP :
2169- 119- 1	308.91528347	29.44202052	0	151	11.148	9.808	0.0002077	0.1239821	B		1.139	K0	7.491581	0.195	0.700	P	DCEP :
2644- 1627- 1	287.80224159	32.69050588	0	109	11.396	10.085	0.0001455	0.1016978	B		1.114		3.208933	0.396	0.780	P	DCEP :
2680- 679- 1	303.82810080	34.58781798	0	89	11.006	10.748	0.0000307	0.0732304			0.219	?	1.940661	0.413	0.770	P	DCEP :
6544- 2190- 1	116.28516573	-25.75979525	0	129	11.162	9.786	0.0001364	0.0686151	B		1.170	K0/K1III	1.222544	0.353	0.560	P	DCEP :
8657- 975- 1	196.83304057	-56.38176956	0	142	12.000	10.618	0.0000042	0.0101076			1.175		7.497876	0.615	0.940	A	DCEP :
2298- 1151- 1	25.83380950	32.58448514	0	102	10.259	8.269	0.0003826	0.2299654	B		1.692	K5	1.078689	0.153	0.430	P	DCEP :BY :
2148- 378- 1	298.06829244	27.28735973	0	231	11.046	9.908	0.0000020	0.2895615	B		0.967	G5	0.481449	0.225	0.760	A	DCEP :EB :
2802- 1254- 1	13.93061209	39.75715028	0	97	11.579	10.257	0.0001184	0.0379831	B		1.124		2.073875	0.558	0.680	P	DCEP :ELL
8665- 814- 1	211.93575765	-53.69108288	69018	57	10.498	8.088	0.0000478	0.0491509	D B		2.049	G2	1.419812	0.165	0.450	A	DCEP :EW :
3424- 314- 1	135.50176708	47.36304173	0	54	9.278	8.994	0.0000130	0.7500000	B		0.241	A2	2.013166	0.223	0.270	P	DCEP :RR :
7349- 868- 1	248.05856167	-32.13958060	80980	79	10.503	8.938	0.0005521	0.2925546	B		1.330	K2III	4.222653	0.461	0.390	A	DCEP :SR :
5981- 1878- 1	117.85862368	-16.24566754	0	156	10.634	9.223	0.0001280	0.1419955	B		1.199	F6/F7V+.	4.159898	0.151	0.510	P	DCEPS
1649- 368- 1	316.75799890	16.36606666	0	115	10.626	9.086	0.0004093	0.0267714	B		1.309	K0	2.946919	0.167	0.360	P	DCEPS :
4737- 965- 1	73.64781129	-1.79522178	0	61	9.887	8.353	0.0000640	0.7500000	B		1.304	K0	1.821379	0.107	0.480	P	DCEPS :
9273- 2813- 1	245.64990825	-68.46493546	0	81	10.987	10.402	0.0000184	0.2675987	B		0.497		1.322231	0.466	0.810	A	DCEPS :SX
155- 3580- 1	101.20104155	4.37346053	0	68	9.474	9.469	0.0005116	0.7500000	B		0.004	A0	0.173297	0.196	0.570	P	DSCT
159- 2719- 1	100.78551427	6.37552284	0	110	10.791	10.336	0.0001609	0.2741999			0.387	A3	0.080191	0.240	0.650	P	DSCT
196- 712- 1	123.92393978	0.70816930	40461	27	9.020	8.904	0.0000274	0.0404880	B		0.099	A0	0.124159	0.186	0.640	P	DSCT
455- 858- 1	279.53654352	5.34875558	0	61	10.295	9.850	0.0000376	0.0968693	A		0.378	A0	0.087824	0.421	0.610	P	DSCT
2647- 2491- 1	285.05041061	34.80685647	0	106	9.495	9.251	0.0006479	0.7500000	B		0.207	A5	0.127804	0.190	0.640	P	DSCT
3636- 1788- 1	351.16710377	46.68413097	0	125	10.795	10.718	0.0001310	0.2793901	B		0.065		0.103017	0.338	1.000	P	DSCT
3977- 1009- 1	331.31142544	57.41915091	0	93	10.313	10.136	0.0000320	0.2661185	B		0.150	?	0.089491	0.332	0.590	P	DSCT
6566- 1978- 1	121.35330887	-29.32401281	0	126	10.899	10.827	0.0000252	0.3818919			0.061		0.125478	0.523	0.730	P	DSCT
8175- 353- 1	142.18667650	-49.18331437	0	90	11.138	10.778	0.0000659	0.3159337			0.306		0.096349	0.541	0.750	P	DSCT
8308- 225- 1	233.76717171	-52.11723319	0	66	10.501	10.136	0.0000689	0.2689323	B		0.310	A9IV	0.130075	0.301	0.620	P	DSCT
8440- 190- 1	327.36400583	-49.11845210	107736	74	8.813	8.387	0.0003139	0.7500000	C B		0.362	F2/F3V	0.063227	0.065	0.510	P	DSCT
8704- 584- 1	235.28085239	-56.92085530	0	71	10.416	9.942	0.0001967	0.7500000	B		0.403	A4V	0.138630	0.326	0.630	P	DSCT
8709- 1875- 1	239.47892164	-58.94002685	0	100	10.346	10.094	0.0001514	0.2140961	B		0.214	A8V	0.129971	0.256	0.740	P	DSCT
9183- 1582- 1	111.75459955	-69.51531095	0	102	8.873	8.559	0.0000016	0.7500000	N A		0.267	A3IV/V	0.423716	0.174	0.500	P	DSCT
996- 806- 1	262.94873078	10.65919682	0	84	9.985	9.445	0.0000299	0.3148406	B		0.459	F2	0.171869	0.226	0.610	P	DSCT :
1624- 385- 1	299.40225786	20.27220104	0	148	10.982	10.513	0.0001017	0.0092484	A		0.399		0.168845	0.443	0.650	P	DSCT :
2038- 1694- 1	242.32783664	27.36931645	0	139	10.785	10.385	0.0000880	0.2874468	A		0.340		0.092962	0.393	0.740	P	DSCT :
2147- 1474- 1	295.79595637	27.34045487	0	105	11.582	10.908	0.0000433	0.1300691			0.573		0.116925	0.488	1.000	P	DSCT :
2166- 41- 1	302.61976157	29.33467969	0	131	11.474	11.241	0.0000429	0.7500000			0.198		0.146567	0.653	0.900	P	DSCT :
2614- 2134- 1	264.61989626	34.69175633	0	121	11.360	10.462	0.0000895	0.1158296			0.763		0.092928	0.399	0.880	P	DSCT :
2658- 349- 1	291.66389332	31.94528802	0	118	9.813	9.438	0.0001455	0.7500000	B		0.319	F0	0.142352	0.153	0.450	P	DSCT :
2677- 321- 1	297.91797292	34.37643138	0	101	9.751	9.456	0.0004750	0.3300344	B		0.251	?	0.200450	0.293	0.450	A	DSCT :
2714- 2665- 1	318.52844772	37.34110910	0	130	11.077	10.739	0.0000256	0.0306629			0.287		0.111723	0.474	0.740	A	DSCT :
2814- 804- 1	23.21035273	38.12147856	7204	75	8.615	8.149	0.0003726	0.7500000	C A		0.396	F5	0.169721	0.087	0.420	A	DSCT :
3155- 103- 1	304.87350270	40.90751246	0	95	10.816	10.610	0.0000499	0.3104546	A		0.175	A2	0.113193	0.299	0.700	A	DSCT :
3619- 3136- 1	336.02735588	51.16347701	0	101	10.093	9.933	0.0001698	0.1109537	B		0.136		0.233903	0.358	0.530	P	DSCT :
4224- 775- 1	283.31861185	65.19044792	0	83	10.639	10.293	0.0001518	0.2947767	B		0.294	?	0.053442	0.443	0.600	P	DSCT :
4301- 2014- 1	22.01563707	70.56990762	0	92	11.439	11.024	0.0000452	0.4023958			0.353		0.144267	0.396	0.850	P	DSCT :
4706- 175- 1	42.81695773	-7.23141907	13309	73	10.199	9.614	0.0003867	0.2099758	B		0.497	F8	0.086352	0.266	0.570	P	DSCT :
4708- 239- 1	48.06091873	-0.94588925	14894	66	8.641	8.292	0.0011394	0.7500000	C B		0.297	A5	0.085521	0.139	0.710	A	DSCT :
5372- 2203- 1	95.91781106	-11.67550237	30412	124	9.902	9.825	0.0003226	0.7500000	C B		0.065	A0	0.144086	0.248	0.560	A	DSCT :
5376- 2534- 1	96.60894291	-14.68745739	0	95	10.123	9.740	0.0001743	0.0700211	B		0.326		0.066680	0.262	0.340	P	DSCT :
5906- 1077- 1	79.97424742	-17.47460624	0	112	10.831	10.412	0.0001638	0.4046754			0.356		0.096583	0.342	0.730	A	DSCT :
6006- 719- 1	127.46598092	-19.09610909	0	46	11.063	10.928	0.0000419	0.7500000			0.115		0.108862	0.951	0.600	P	DSCT :
Nouvelles variables en T													*Suite page suivante ...*				

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
6268- 1238- 1	273.85215575	-17.64133887	0	44	11.283	10.706	0.0000608	0.1219397			0.490	A7	0.110806	0.495	0.720	P	DSCT :
6268- 2007- 1	273.36202085	-18.16918822	0	57	10.494	10.346	0.0000210	0.1082986	A		0.126	G+...	0.095710	0.479	0.630	P	DSCT :
6542- 2299- 1	111.46351872	-25.00029672	0	204	10.734	10.661	0.0000707	0.1119786			0.062		0.118677	0.312	0.770	P	DSCT :
6562- 1650- 1	121.23975362	-27.62987833	0	210	10.792	10.586	0.0001759	0.4149765			0.175		0.122310	0.224	1.000	A	DSCT :
8161- 228- 1	125.43151540	-52.18908397	0	92	11.052	10.550	0.0000450	0.0291926	A		0.427	G	0.091696	0.462	0.540	P	DSCT :
8361- 1183- 1	272.45911647	-47.70876165	88992	49	10.079	8.797	0.0001669	0.7500000	B		1.090	K2III	0.093023	0.220	0.550	A	DSCT :
8658- 850- 1	187.34057121	-58.91421122	0	117	11.006	10.756	0.0000776	0.3372538			0.213		0.184451	0.432	0.720	A	DSCT :
9044- 687- 1	241.86155112	-64.65951157	0	102	10.009	9.890	0.0002435	0.7500000	B		0.101	A0V	0.204384	0.229	0.590	A	DSCT :
7124- 1554- 1	120.92825032	-32.00049443	0	141	11.016	9.928	0.0001282	0.4068565	B		0.925		0.133406	0.421	0.830	A	DSCT :CST
464- 2562- 1	289.82204032	0.46635089	0	89	11.025	10.942	0.0000622	0.1641407			0.071	A0	0.141696	0.489	0.770	A	DSCT :E :
7854- 1997- 1	247.64371343	-38.80992790	0	140	10.100	9.641	0.0001612	0.7500000	B		0.390	F5V	0.127021	0.179	0.500	A	DSCT :EB :
3644- 1205- 1	349.35162171	49.41257864	0	174	10.542	10.397	0.0001031	0.0397876	B		0.123		0.085948	0.215	0.650	A	DSCT :EW :
6959- 806- 1	327.64667533	-27.80987896	0	77	10.088	9.421	0.0003754	0.7500000	B		0.567	F6V+...	0.373868	0.289	0.430	A	DSCT :EW :
7444- 1540- 1	301.23715956	-33.41073805	0	56	11.202	10.604	0.0000440	0.3045653			0.508		0.087928	0.499	0.620	A	DSCT :EW :
8056- 663- 1	37.93924378	-51.66148098	0	49	9.379	9.431	0.0002063	0.7500000	B		-0.044	A0V	0.153756	0.157	0.550	P	DSCT :EW :
2883- 2148- 1	67.33332534	40.95696959	0	126	10.128	9.965	0.0003292	0.7500000	B		0.139	A0	0.109340	0.216	0.620	A	DSCT :RR :
3168- 1962- 1	315.36456065	38.77063034	0	113	10.465	10.324	0.0000040	0.2739368	A		0.120		0.176548	0.404	0.660	P	DSCT :RR :
7121- 1707- 1	121.68464498	-30.82307720	0	133	10.119	10.015	0.0000308	0.0109280	A		0.088		0.287299	0.225	0.550	P	DSCT :RRA
3274- 360- 1	13.36344532	51.76384418	0	200	10.119	10.010	0.0003293	0.1145846	B		0.093		0.126113	0.292	0.770	A	DSCT :ech
5976- 698- 1	106.61314491	-22.42780270	0	212	11.192	10.896	0.0000866	0.0174029			0.252		0.090358	0.387	0.870	A	DSCT :ech
2937- 1046- 1	91.16118111	43.37418680	0	68	11.183	10.613	0.0000124	0.2719999			0.485		0.060860	0.692	0.700	P	DSCT[am]
2928- 1638- 1	99.72047035	38.40552029	0	88	10.499	9.941	0.0001549	0.3379961	B		0.474		0.140235	0.272	0.600	A	E :
6549- 3112- 1	109.71556451	-29.99725881	0	111	11.202	10.146	0.0001417	0.0254556	B		0.898		0.028264	0.406	0.550	A	E :
7029- 1066- 1	57.95384729	-31.44695819	0	121	11.361	10.424	0.0000875	0.0141989			0.796	G5	0.088264	0.387	0.600	A	E :
2692- 1302- 1	313.12666279	33.20511565	0	171	10.971	10.593	0.0001279	0.0647317			0.321		0.177537	0.393	0.620	A	E :DSCech
5964- 1992- 1	107.00048700	-16.57292501	0	77	9.769	9.640	0.0003726	0.7500000	B		0.110	A0/A1V	0.121794	0.275	0.610	A	E :RR :
1659- 756- 1	313.92021325	21.70938445	0	101	8.848	8.463	0.0004021	0.2438200	B		0.327	A5	4.756720	0.186	0.610	P	EA
2131- 3588- 1	287.09003229	27.49091634	0	137	11.011	10.621	0.0000401	0.2596890	B		0.332	A0	1.639371	0.885	0.860	P	EA
2942- 1791- 1	102.70870801	37.56247288	0	95	8.355	8.341	0.0000036	0.0013005	B		0.012	A0	2.360317	0.368	0.480	P	EA
3627- 1580- 1	347.55180771	47.57065818	0	196	9.495	9.022	0.0000103	0.0058185	B		0.402	A5	1.875988	0.292	0.640	P	EA
3647- 1524- 1	358.88087855	50.32151234	0	229	8.766	8.282	0.0005747	0.7500000	B		0.411	F5	6.833869	0.280	0.530	P	EA
4218- 306- 1	276.35772828	62.94043202	0	71	9.412	8.993	0.0002668	0.7500000	B		0.356	F2	1.099179	0.358	0.730	P	EA
5455- 21- 1	132.71257581	-13.36375907	0	94	10.526	10.076	0.0002119	0.7500000	B		0.383		0.568527	0.632	0.670	P	EA
7116- 1836- 1	110.84690444	-35.78916206	0	112	8.527	8.421	0.0000123	0.0488684	B		0.090	A1V	0.945961	0.189	0.730	P	EA
7174- 625- 1	151.97420467	-32.59791199	0	205	9.244	8.981	0.0000036	0.4271343	N A		0.224	A5V	1.060166	0.209	0.510	P	EA
9430- 1439- 1	205.07068271	-78.37678344	0	63	10.569	10.238	0.0002357	0.3127583	A		0.281	A0	0.673292	0.703	0.570	P	EA
3666- 1852- 1	8.86912646	58.67468535	2779	107	9.114	8.973	0.0001767	0.2309780	D B		0.120	A0	0.135807	0.469	0.460	P	EA+qqch
2357- 1426- 1	59.96678566	30.79869172	0	107	10.279	9.848	0.0001225	0.0436907	B		0.366	F0	0.176877	0.326	0.670	P	EA :
3182- 1737- 1	321.21502753	38.83304682	0	145	10.104	9.796	0.0001961	0.4174352	B		0.262	A5	0.196547	0.344	0.630	P	EA :
3206- 1882- 1	331.77367071	42.48640929	0	134	10.123	9.748	0.0000548	0.7500000	B		0.319	F0	0.221523	0.419	0.530	A	EA :
3668- 2056- 1	15.41846334	53.54303795	0	163	10.617	10.409	0.0001327	0.1342859	B		0.177		0.534654	0.379	0.780	P	EA :
4000- 1102- 1	355.03149439	53.73623452	0	119	10.933	10.467	0.0001249	0.1259319	B		0.396		0.433048	0.631	0.730	A	EA :
4237- 1771- 1	307.40476989	62.56374032	0	60	11.171	9.978	0.0000270	0.1351426	B		1.014	F8	0.171815	0.475	0.660	P	EA :
5933- 142- 1	92.36076349	-15.02853086	0	154	9.750	9.610	0.0000460	0.2149945	B		0.119		0.438514	0.239	0.790	P	EA :
6531- 3427- 1	104.69648100	-26.87027728	0	183	9.898	9.454	0.0001002	0.3107259	B		0.377	F3IV	0.552352	0.192	0.530	P	EA :
6542- 941- 1	111.19716586	-25.06276388	0	242	10.244	9.715	0.0002103	0.3679408	B		0.450	?	0.529291	0.193	0.680	A	EA :
6563- 354- 1	121.61589963	-27.36512286	0	142	10.887	10.292	0.0000401	0.1996923	B		0.506		0.586218	0.543	0.600	A	EA :
6578- 1821- 1	127.73488977	-28.10320976	0	123	10.759	10.453	0.0001026	0.3192081	B		0.260		0.267098	0.419	0.770	A	EA :
6581- 1831- 1	126.56874941	-29.37352300	0	213	9.812	9.726	0.0001041	0.0906104	B		0.073	A0V	0.158959	0.201	0.710	A	EA :
6849- 227- 1	268.93087626	-28.07880959	0	36	10.494	10.096	0.0001358	0.1629360	B		0.338		0.173946	0.469	0.660	A	EA :
7087- 1038- 1	99.96342885	-30.63800867	0	118	11.449	10.888	0.0000535	0.1349288			0.477		0.143002	0.343	1.000	A	EA :
8167- 772- 1	143.18878174	-46.56389731	0	120	10.009	9.915	0.0003911	0.1634205	B		0.080	A0V	0.229111	0.267	0.710	P	EA :
8175- 719- 1	141.41107385	-49.57797320	0	84	9.269	9.041	0.0000559	0.7500000	B		0.194	A5IV/V	0.168151	0.199	0.500	P	EA :
8207- 930- 1	165.72086718	-50.45093164	0	119	11.468	10.304	0.0000420	0.0053141	B		0.989		0.182085	0.300	0.860	A	EA :
8225- 1762- 1	171.16540963	-52.48145162	0	124	9.897	9.514	0.0003082	0.0411619	B		0.326	F0V	0.216994	0.192	0.690	A	EA :
8252- 1532- 1	201.75662306	-47.84201915	0	38	10.797	9.643	0.0001472	0.0410527	B		0.981	G8III	0.391518	1.021	0.620	P	EA :
8313- 1147- 1	237.84895183	-48.26137366	0	91	9.091	8.921	0.0002781	0.7500000	B		0.145	A1/A2IV	0.590999	0.128	0.590	A	EA :
Nouvelles variables en T													*Suite page suivante ...*				

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
8545- 1390- 1	106.57602256	-57.24703984	0	63	9.797	9.721	0.0004073	0.3511906	B		0.065	A1V	0.237901	0.431	0.490	A	EA :
7895- 694- 1	262.12991669	-44.65000740	0	85	9.813	9.854	0.0000018	0.0423710	B		-0.035	B3II/III	0.182320	0.358	0.580	P	EA :BCEP :
5850- 2585- 1	12.32341770	-21.39588877	3843	32	10.672	9.984	0.0000555	0.7500000	D B		0.585	?	0.861427	0.601	0.780	A	EA :CST :
2873- 716- 1	51.71957604	44.36413895	0	93	10.694	9.537	0.0002172	0.1297176	B		0.983	K0	0.651776	0.210	0.500	P	EA :EB :
6490- 744- 1	86.19658055	-22.84719722	0	198	9.844	9.352	0.0003416	0.3442382	B		0.418	F2IV	3.869357	0.269	0.460	P	EA :EB :
7950- 461- 1	308.44346742	-38.52329748	101463	60	10.400	9.558	0.0000336	0.7500000	C B		0.716	G8V	0.260774	0.343	0.600	P	EA :EB :
8696- 2040- 1	234.26628262	-53.13891674	0	82	10.053	9.530	0.0002396	0.7500000	B		0.445	F2	0.143850	0.251	0.620	P	EA :EB :
8559- 1597- 1	110.44021191	-56.25323498	0	83	9.845	8.106	0.0006193	0.7500000	N A		1.478	M5II	1.080251	0.185	0.400	P	EA :EB :P ?
5982- 94- 1	118.25816417	-15.02036562	0	89	9.755	9.322	0.0000255	0.7500000	B		0.368	F2V	0.365502	0.488	0.540	A	EA :RR :
6565- 2693- 1	117.39632421	-29.13153150	0	119	10.617	10.173	0.0000204	0.1745866	B		0.377		0.149873	0.374	0.770	A	EA :RR :
6566- 219- 1	120.60442138	-28.30483112	0	196	10.992	10.462	0.0000090	0.2559638	B		0.451		1.092592	0.433	0.760	A	EA :RR :
7371- 236- 1	252.43553094	-36.40615211	82360	48	9.396	8.252	0.0000255	0.7500000	2 U B		0.972	G6IV/V	3.929119	0.270	0.370	A	EA :ech
7907- 4892- 1	271.62444090	-41.68545799	0	71	9.847	9.330	0.0002232	0.7500000	B		0.439		3.148714	0.335	0.610	A	EA :ech
6581- 826- 1	125.79882030	-28.29164662	0	247	10.245	10.209	0.0001298	0.1335970	B		0.031		0.120312	0.201	0.640	A	EA :flare
1627- 1482- 1	296.41929934	21.71555324	0	76	10.596	10.329	0.0000084	0.0330234			0.227	A3	0.196186	0.442	0.670	P	EB
2169- 1088- 1	309.29639157	28.93622912	0	117	11.079	10.496	0.0001026	0.2937360			0.496	G5	0.214670	0.352	0.890	P	EB
2209- 606- 1	332.91383976	26.12570593	0	69	9.061	8.687	0.0002781	0.7500000	B		0.318	F0	50.050051	0.163	0.480	P	EB
2256- 1580- 1	351.84916463	29.89142256	115782	66	10.465	8.474	0.0005726	0.7500000	C B		1.692	K5	1.352902	0.174	0.400	P	EB
2411- 1076- 1	81.07110878	34.09460670	0	65	10.668	10.341	0.0001970	0.7500000			0.278		1.765202	0.502	0.610	P	EB
2451- 2129- 1	108.17017797	30.84285313	0	105	10.294	10.265	0.0001299	0.3769642	B		0.025		0.279300	0.286	0.580	P	EB
2656- 4597- 1	295.30062209	30.90763582	0	101	11.485	9.888	0.0001989	0.1623827	B		1.357	K2V	1.083291	0.356	0.720	P	EB
2957- 1830- 1	111.84077657	37.60849429	0	50	9.160	8.805	0.0007365	0.7500000	B		0.302	A3	1.195393	0.136	0.440	P	EB
3205- 1788- 1	338.03238027	39.79893970	0	106	9.021	8.560	0.0002961	0.7500000	B		0.392	F5	0.329392	0.125	0.460	P	EB
3225- 1270- 1	349.08837219	41.56192906	0	125	8.395	8.410	0.0002618	0.7500000	B		-0.013	A0	0.566609	0.183	0.590	P	EB
3379- 1294- 1	94.80471698	47.16885782	0	102	9.463	9.026	0.0000703	0.7500000	B		0.371	F0	0.960486	0.218	0.560	P	EB
3638- 2518- 1	356.69664924	46.66194046	0	79	10.260	10.089	0.0001679	0.1167949	A		0.145	B8	0.269079	0.278	0.720	P	EB
4238- 1742- 1	295.06343817	65.57584397	0	112	10.663	10.034	0.0001861	0.1331216	B		0.535	G0	0.118769	0.279	0.580	P	EB
5183- 1049- 1	314.49915322	-2.46578969	0	100	10.872	8.876	0.0003919	0.2417291	B		1.697	K8	1.389060	0.328	0.580	P	EB
7079- 334- 1	92.19772370	-34.41655290	0	100	8.465	8.047	0.0000000	0.7500000	N A		0.355	F2V	0.661332	0.217	0.490	P	EB
8643- 1199- 1	178.25093457	-59.77022599	0	133	9.195	9.137	0.0000008	0.7500000	B		0.049	B4V	2.541748	0.140	0.540	P	EB
755- 391- 1	102.08588600	13.04656548	0	88	11.317	9.988	0.0001208	0.1907318	B		1.130		1.309392	0.304	0.610	A	EB :
899- 493- 1	206.12134807	12.70705524	0	70	10.591	10.048	0.0002546	0.7500000	B		0.462		1.742259	0.460	0.610	P	EB :
1210- 929- 1	30.94558619	19.29219804	0	81	9.866	9.348	0.0005409	0.7500000	B		0.440	G5	1.041119	0.106	0.600	A	EB :
1355- 297- 1	110.51256240	20.61896496	0	60	10.583	10.230	0.0001638	0.0953547			0.300		0.445085	0.337	0.550	P	EB :
1556- 1884- 1	267.08983674	17.45148907	0	83	10.871	10.271	0.0000896	0.3415721	B		0.510	F8	1.341762	0.427	0.500	P	EB :
2690- 697- 1	309.13095578	33.48649870	0	101	11.654	10.996	0.0000361	0.3111972			0.559		0.416821	0.294	1.000	A	EB :
2699- 1800- 1	311.78352967	36.93982930	0	96	10.714	10.566	0.0001184	0.1893966			0.126		1.144660	0.491	0.830	P	EB :
2972- 472- 1	118.69916184	43.15746209	0	76	10.777	10.202	0.0000374	0.2343771	B		0.489		1.288897	0.378	0.600	A	EB :
3155- 2123- 1	303.94822897	39.63959421	0	97	11.049	10.830	0.0000865	0.0855481			0.186	?	0.727467	0.667	0.860	A	EB :
3186- 937- 1	320.26172953	39.92403827	0	143	11.196	10.644	0.0001304	0.2707130			0.469		0.306571	0.203	0.940	A	EB :
3207- 404- 1	334.69339186	41.51557268	0	231	10.185	9.701	0.0001531	0.0846937	B		0.411	F2	0.115077	0.166	0.530	A	EB :
3211- 1402- 1	332.88017802	43.58176480	0	148	10.686	10.376	0.0001118	0.3549100			0.264		0.407809	0.216	0.660	A	EB :
3574- 2527- 1	310.49581263	45.79673401	0	89	10.597	10.381	0.0002017	0.3381926			0.184		0.206263	0.401	0.670	A	EB :
3718- 1298- 1	61.41419321	53.07466072	0	67	8.543	8.120	0.0009113	0.7500000	B		0.360	F0	0.181503	0.116	0.590	P	EB :
3876- 403- 1	236.23883521	59.43038636	0	70	10.224	9.921	0.0001340	0.3219384	B		0.258	A3	0.246028	0.712	0.670	A	EB :
3984- 634- 1	340.53412633	52.56158790	0	127	9.860	8.635	0.0006382	0.2097291	B		1.041	K5	0.468282	0.125	0.330	A	EB :
3999- 44- 1	352.39306192	52.76051250	0	122	10.550	10.185	0.0000006	0.0016088	B		0.310		0.385732	0.474	0.660	P	EB :
4001- 397- 1	357.38465690	54.01049112	0	127	10.737	10.589	0.0001509	0.0616990			0.126		0.586418	0.481	0.680	P	EB :
4016- 450- 1	11.15905609	61.75187165	0	139	10.359	10.168	0.0001729	0.1079492	B		0.162	A (-B9V)	6.532961	0.249	0.560	P	EB :
4016- 834- 1	12.45085330	60.98611420	0	105	10.301	9.928	0.0000831	0.0903664	B		0.317	B2 :V :nnp	1.042082	0.418	0.570	P	EB :
4266- 42- 1	326.06500207	62.75093221	0	87	8.526	8.253	0.0001608	0.7500000	B		0.232	F0	0.215626	0.118	0.470	P	EB :
4803- 995- 1	101.03468087	-2.43241510	0	79	10.001	9.556	0.0004076	0.1743786	B		0.378	F8	0.447355	0.229	0.540	P	EB :
5389- 519- 1	106.32999341	-11.61351095	0	36	10.600	10.544	0.0001600	0.3259450			0.048	B7 :...	0.481966	0.622	0.560	A	EB :
5406- 1196- 1	107.40488772	-14.78398488	0	134	9.811	9.604	0.0001282	0.1829108	B		0.176	A2/A3III	0.246206	0.237	0.400	P	EB :
5608- 388- 1	234.15178990	-13.71472731	0	59	9.949	8.811	0.0004291	0.1603923	B		0.967	K1IV	0.242292	0.218	0.550	P	EB :
5924- 1037- 1	82.07730522	-19.52134308	0	112	10.218	9.692	0.0002258	0.3268499	B		0.447	F2V	0.996924	0.263	0.610	A	EB :
5971- 1473- 1	104.59460360	-20.23597961	0	183	11.020	10.636	0.0000830	0.0063359			0.326		0.198021	0.297	0.760	A	EB :

Nouvelles variables en T

Suite page suivante ...

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
5992- 2110- 1	114.41315773	-20.67836412	0	55	11.177	11.124	0.0000769	0.7500000			0.045		0.120403	0.810	0.730	A	EB :
6056- 1195- 1	147.14920288	-21.77219429	0	70	11.080	10.635	0.0000373	0.1417927			0.378		1.508866	0.514	0.750	A	EB :
6505- 2052- 1	92.56028690	-23.78679242	0	255	10.492	10.335	0.0002463	0.1429201	B		0.133	A2	0.574320	0.225	0.660	A	EB :
6540- 4013- 1	115.20853768	-23.97963678	0	90	11.352	10.161	0.0000641	0.3057625	B		1.012	K0	0.717138	0.408	0.700	P	EB :
6559- 2816- 1	122.13304533	-25.34877789	0	172	10.156	9.703	0.0000070	0.0729241	B		0.385	F2	0.289254	0.251	0.590	A	EB :
7869- 888- 1	256.20285557	-38.10728448	83573	28	8.454	8.330	0.0010688	0.7500000	B		0.105	?	0.772715	0.163	0.430	A	EB :
8150- 84- 1	129.08850116	-45.42508132	0	80	9.330	9.286	0.0004775	0.7500000	B		0.037	A0V	0.774321	0.169	0.510	P	EB :
8186- 1088- 1	150.25512739	-47.57859840	0	79	11.017	10.544	0.0001339	0.2544655	A		0.402		0.275686	0.421	0.780	P	EB :
8252- 4627- 1	201.69309509	-47.32944529	0	17	8.553	8.443	0.0001240	0.0239869	A		0.094	A0V	0.169710	0.364	0.630	P	EB :
8362- 581- 1	273.91840677	-47.54057266	0	68	8.499	8.309	0.0011412	0.7500000	B		0.162	A3IV	1.833400	0.154	0.470	P	EB :
8691- 3068- 1	219.97613017	-59.97741652	0	86	9.611	9.132	0.0003826	0.7500000	B		0.407	F2IV	0.204033	0.185	0.590	A	EB :
8712- 2073- 1	247.18718112	-54.27581249	0	134	10.741	9.479	0.0002038	0.3825450	B		1.073	O...	0.381287	0.256	0.740	A	EB :
8715- 941- 1	243.98978669	-54.47650328	0	45	10.907	9.273	0.0001350	0.0583867	A		1.389	K2III :	1.034750	0.410	0.470	A	EB :
8733- 308- 1	264.66797182	-54.46935698	86347	115	9.702	9.188	0.0001767	0.7500000	B		0.437	F6/F7V	0.172201	0.327	0.650	A	EB :
9259- 3342- 1	230.83625390	-68.61558311	75320	55	8.796	8.422	0.0002548	0.2009433	B		0.318	F0V	0.246014	0.087	0.620	A	EB :
4486- 2027- 1	348.40093215	71.66636550	0	101	11.270	9.434	0.0000110	0.7500000	B		1.561		1.067290	0.192	0.550	A	EB :CE :SR
4431- 537- 1	285.76626789	69.30474731	0	111	10.624	8.787	0.0001120	0.1059662	B		1.561	K2	2.764806	0.169	0.480	A	EB :CEP :
1624- 1641- 1	299.53753389	20.14642641	0	162	10.662	10.481	0.0000682	0.1751263	B		0.154	B8	0.758938	0.230	0.870	A	EB :CST :
3106- 312- 1	271.77193383	40.15144865	88751	107	8.759	8.750	0.0008336	0.7500000	C B		0.008	A	0.794460	0.109	0.510	A	EB :CST :
5375- 1302- 1	95.17961559	-13.83475311	0	130	9.617	9.172	0.0004543	0.2113847	B		0.378	F2V	0.189379	0.183	0.480	A	EB :CST :
5396- 213- 1	112.49935255	-7.74615554	36445	53	8.718	8.761	0.0009143	0.7500000	B		-0.037	A0	0.098032	0.168	0.530	A	EB :CST :
5959- 2413- 1	96.82501655	-21.53052559	0	128	11.249	9.114	0.0001938	0.0145029	B		1.815	M1	2.317694	0.228	0.570	A	EB :CST :
8651- 1741- 1	192.99418903	-55.36192443	0	173	10.218	9.847	0.0002789	0.2609576	B		0.315	A8/A9V	0.138151	0.247	0.640	A	EB :CST :
1058- 1053- 1	298.57196902	9.18555121	97942	89	9.764	8.124	0.0005520	0.7500000	C B		1.394	K2	1.680409	0.146	0.430	P	EB :DCE12
1053- 971- 1	287.94831615	13.90926185	94315	96	9.036	8.803	0.0007408	0.7500000	C B		0.198	A0	5.596577	0.102	0.490	P	EB :DSCT :
2692- 1688- 1	313.44515761	33.14304285	0	193	9.346	9.054	0.0005896	0.7500000	B		0.248	A5	0.308422	0.103	0.590	P	EB :DSCT :
5414- 262- 1	115.89843117	-10.95957953	0	129	10.133	9.968	0.0000895	0.1800882	B		0.140	A0	0.094765	0.303	0.560	A	EB :DSCT :
422- 1833- 1	264.20708387	4.40458758	0	117	9.278	9.143	0.0005001	0.7500000	B		0.115	A0	0.570068	0.114	0.590	P	EB :EA :
2655- 483- 1	292.89051325	30.94681474	0	120	10.915	9.571	0.0000691	0.0887677	B		1.142	G8III	2.461518	0.329	0.460	P	EB :ELL :
9187- 534- 1	113.26988022	-73.06196510	0	90	11.171	9.087	0.0000429	0.0792218	B		1.771	K7	1.036067	0.222	0.410	A	EB :ELL :
2933- 1701- 1	92.43870056	41.55053030	0	79	9.648	9.347	0.0000040	0.7500000	B		0.256	A3	0.679778	0.322	0.520	P	EB :EW :
1662- 2133- 1	319.60017167	21.72501032	0	153	9.974	8.626	0.0002590	0.1045306	B		1.146	K0	5.653391	0.054	0.470	A	EB :LB :
9114- 1040- 1	320.08068145	-67.25667897	0	182	10.817	9.144	0.0001146	0.3271994	N A		1.422	M5III	2.768689	0.205	0.460	A	EB :LB :SR
143- 947- 1	92.42144393	7.15630012	0	81	10.523	10.103	0.0000048	0.2317355	B		0.357		0.572016	0.409	0.550	P	EB :RR :
170- 2746- 1	105.07452776	4.46818057	0	83	10.856	10.619	0.0000510	0.3689771			0.201		0.433065	0.473	0.690	P	EB :RR :
1475- 739- 1	213.63755542	21.61101724	0	63	11.097	10.506	0.0000266	0.3045157			0.502		0.458779	0.451	0.710	P	EB :RR :
2150- 2382- 1	294.08925220	29.41567159	0	81	11.018	11.012	0.0000160	0.7500000	A		0.005	A0	0.474921	0.598	0.800	P	EB :RR :
2163- 1685- 1	304.89931360	27.79847222	0	250	9.752	9.503	0.0004466	0.1683737	B		0.212	A0	0.912069	0.126	0.530	P	EB :RR :
4382- 1337- 1	138.93342263	72.91197157	0	102	10.896	9.629	0.0000622	0.0750701	B		1.077	?	0.115122	0.263	0.710	A	EB :RR :
6287- 1782- 1	286.99161605	-17.43437904	0	59	10.910	10.523	0.0001128	0.3159878			0.329		0.263359	0.601	0.580	A	EB :RR :
4698- 956- 1	39.16679132	-0.78930739	12157	62	10.772	10.380	0.0001638	0.2421815	C B		0.333	F8	0.800384	0.499	0.650	A	EB :RR :CW
4031- 1902- 1	22.06283746	60.22939730	0	88	10.718	10.443	0.0001338	0.1881333	A		0.234	A2	0.529300	0.463	0.650	P	EB :RRA :
1029- 3054- 1	279.98792425	9.97286643	0	87	9.503	8.056	0.0000000	0.3819455	N A		1.230	Me	3.196896	0.290	0.430	U	EB :SR :
4280- 1298- 1	351.88038465	61.39253903	0	81	10.894	10.486	0.0000946	0.0536117	A		0.347	A3II	0.162023	0.591	0.700	P	EB :SXPHE
1335- 1524- 1	103.71834451	16.97575722	33230	69	9.833	8.712	0.0003125	0.2563559	C B		0.953	K2	0.136498	0.186	0.520	P	EB :spty :
7122- 592- 1	125.30232659	-30.11305654	0	173	10.833	10.726	0.0001147	0.0737630			0.091		0.653712	0.332	0.830	P	ELL
2207- 114- 1	330.42689516	25.05866869	108743	74	10.491	9.062	0.0005095	0.1249458	C B		1.215	K2	0.354532	0.185	0.400	P	ELL :
350- 227- 1	233.93146278	1.15274250	0	60	10.141	9.362	0.0000464	0.1105493	B		0.662	G5	0.658513	0.253	0.450	P	EW
386- 579- 1	248.66470946	3.58965039	0	101	10.771	10.302	0.0000310	0.3559921	B		0.399	A5	0.624400	0.384	0.530	P	EW
466- 1748- 1	285.94404843	2.48361521	93609	88	8.468	8.203	0.0002550	0.7500000	B		0.225	A2	0.435508	0.084	0.460	P	EW
1107- 2626- 1	315.37082574	10.73594966	103756	142	10.355	9.204	0.0003146	0.7500000	C B		0.978	K0	0.732937	0.170	0.440	P	EW
1556- 719- 1	267.26610360	18.42188577	0	102	9.086	8.623	0.0001609	0.1603783	B		0.394	F2	0.636567	0.174	0.430	P	EW
2162- 1143- 1	302.88284003	26.38607282	0	139	10.108	8.821	0.0002038	0.2113351	B		1.094	K0	0.868981	0.152	0.530	P	EW
4085- 964- 1	84.34941207	62.29923891	0	112	9.947	9.315	0.0002703	0.3469577	B		0.537	G0	0.171104	0.170	0.760	P	EW
4391- 491- 1	167.87117147	73.11528137	0	101	9.313	8.865	0.0006123	0.4038258	B		0.381	F5	0.439408	0.240	0.520	P	EW
4754- 1314- 1	75.99755990	-3.49725737	0	64	9.892	9.220	0.0002125	0.7500000	B		0.571	G0	0.464165	0.202	0.520	P	EW
6526- 1053- 1	103.13340827	-25.55855295	0	170	9.500	8.875	0.0000000	0.1171506	B		0.531	F6/F7V	0.418609	0.208	0.510	P	EW

Nouvelles variables en T

Suite page suivante ...

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
6840- 821- 1	266.33668215	-28.42290288	86898	41	9.663	9.300	0.0005238	0.7500000	B		0.309	B2III	0.414313	0.256	0.550	P	EW
1334- 1628- 1	101.35433732	17.82461140	0	97	10.946	10.399	0.0001515	0.1292808	B		0.465		0.281362	0.359	0.760	A	EW :
1493- 1468- 1	230.44405079	20.17131117	0	82	10.696	9.617	0.0002187	0.2749900	B		0.917		0.224565	0.172	0.470	P	EW :
2674- 5400- 1	301.14761617	33.74971637	0	96	11.122	10.213	0.0001119	0.0219923	A		0.773	F8	0.153392	0.324	0.830	A	EW :
2813- 910- 1	21.05049028	37.52819435	6550	85	9.282	8.146	0.0000809	0.1314826	B		0.966	G5	0.190046	0.131	0.480	P	EW :
3563- 1018- 1	302.94948088	46.97509922	0	35	10.559	9.878	0.0002369	0.7500000	B		0.579	G5	0.182487	0.487	0.480	P	EW :
3584- 169- 1	305.42149915	52.24091600	0	120	8.309	8.307	0.0001889	0.1601970	B		0.002	A0	0.264454	0.085	0.450	P	EW :
4104- 889- 1	96.60167291	64.20737388	30646	137	9.703	9.349	0.0004648	0.7500000	B		0.301	F2	0.265564	0.105	0.500	P	EW :
6528- 1724- 1	107.02242044	-25.32165952	0	112	11.242	11.083	0.0000576	0.3611964			0.135		0.197393	0.723	0.840	A	EW :
6992- 82- 1	0.29485349	-32.75681227	94	183	10.837	10.126	0.0000704	0.3389300	C B		0.604	G2	0.126829	0.219	0.650	P	EW :
7143- 899- 1	127.36013453	-34.69936437	0	115	8.205	8.142	0.0001282	0.7500000	B		0.054	A0III/IV	0.144664	0.065	0.460	P	EW :
8172- 623- 1	144.11192290	-46.94176327	0	101	10.549	10.135	0.0000392	0.0658713	B		0.352	F2	0.321802	0.304	0.670	A	EW :
8181- 1702- 1	146.30179092	-45.53744491	0	106	10.487	10.042	0.0000392	0.0141038	A		0.378	F8	0.178682	0.314	0.430	A	EW :
8200- 311- 1	166.41074602	-45.50476869	0	244	10.711	9.497	0.0000084	0.1471153	B		1.032	K0	0.105569	0.131	0.560	A	EW :
8210- 189- 1	160.55089956	-52.26770692	0	115	10.316	9.744	0.0001799	0.0960575	B		0.486	F8	0.246289	0.224	0.570	P	EW :
8505- 1284- 1	66.07435269	-55.73162535	0	53	10.870	10.133	0.0001973	0.2977328	B		0.626	G0	1.128786	0.438	0.480	A	EW :
8684- 206- 1	220.35655235	-56.21228863	0	70	10.084	9.447	0.0001592	0.1691240	B		0.541	F6IV	0.261974	0.245	0.590	A	EW :
8695- 2900- 1	232.67430101	-52.77124080	75945	60	9.301	8.415	0.0005376	0.7500000	D B		0.753	G5III	0.175288	0.174	0.460	P	EW :
8862- 831- 1	40.33101473	-63.83420914	0	85	11.020	9.847	0.0002629	0.1229740	B		0.997	K0	0.209897	0.223	0.730	A	EW :
9279- 1447- 1	254.14488127	-70.37109375	0	101	10.799	10.185	0.0001966	0.1365292	B		0.522	G0	0.094634	0.457	0.640	A	EW :
4032- 1477- 1	26.78713754	61.19845930	8305	92	10.375	9.649	0.0001061	0.3996752	B		0.617	B9Iab	0.126647	0.221	0.520	A	EW :DSCT
2148- 3858- 1	298.36363571	27.72215576	0	200	10.583	10.140	0.0000756	0.0846499	B		0.377	G5	0.196110	0.236	0.590	P	EW :EA
5407- 3411- 1	109.51409888	-13.70068893	0	31	8.711	8.658	0.0009146	0.7500000	B		0.045	A	0.526342	0.259	0.560	P	EW :RR :
6526- 764- 1	103.18257344	-24.72440873	0	161	11.356	10.260	0.0001241	0.0697022	B		0.932	G5	0.327430	0.322	0.690	P	EW :RR :
4983- 1614- 1	217.42648332	-5.98298510	70879	77	9.854	8.133	0.0005115	0.7500000	C B		1.463	K2	2.045286	0.141	0.380	A	EW :SRD :
617- 652- 1	20.66994134	11.65817377	0	88	10.365	9.089	0.0004945	0.1769773	B		1.085	K0	0.110191	0.165	0.540	P	EW :SXPHE
1461- 761- 1	201.12197148	18.27078740	0	89	10.565	10.133	0.0001600	0.3148498	B		0.367		0.119317	0.312	0.560	A	EW :SXPHE
3691- 1177- 1	36.68513269	55.09765856	0	85	10.546	9.859	0.0002115	0.0636344	A		0.584		0.117229	0.330	0.600	P	EW :SXPHE
3709- 24- 1	43.93383273	57.71313338	0	67	11.141	10.550	0.0001340	0.1969295			0.502	F5	0.102084	0.438	0.690	A	EW :SXPHE
6789- 885- 1	234.97909660	-29.74976876	0	33	9.016	8.463	0.0001349	0.7500000	B		0.470	F6V	0.189220	0.168	0.370	A	EW :ech :
3605- 214- 1	329.25456834	45.66350464	0	118	11.233	10.145	0.0001572	0.0057415	B		0.925		0.834841	0.341	0.620	P	FKCOM :
8711- 2223- 1	244.87989817	-53.55525765	0	58	11.255	9.477	0.0000634	0.3601475	A		1.511	K1III	1.227819	0.465	0.590	A	FKCOM :
3588- 8844- 1	316.17029321	46.22830075	0	87	10.977	10.849	0.0001034	0.1420784	B		0.109	B :	320.266900	0.354	1.000	U	GCAS
5961- 2550- 1	100.58966356	-20.85872395	0	124	9.436	9.498	0.0000392	0.7500000	B		-0.053	B9III	0.404896	0.133	0.620	A	GCAS :
3476- 1223- 1	220.96340645	47.71773773	0	92	10.093	9.341	0.0001810	0.3309511	B		0.639	G0	1036.279430	0.030	0.770	U	I :
9166- 15- 1	83.96115078	-69.48832736	0	55	11.004	9.778	0.0001967	0.3249601	B		1.042	K0	127.883920	0.250	0.770	U	I :
3643- 1276- 1	359.61725539	48.25810739	0	115	10.297	10.010	0.0000440	0.7500000	B		0.244		1237.513300	0.192	0.560	A	I :E :
8667- 1230- 1	203.97260090	-55.01569312	0	109	10.997	9.133	0.0000810	0.1472603	B		1.584	M2/M3	1221.305720	0.126	0.700	U	I :LB :
8751- 1428- 1	270.93260290	-56.26957644	0	58	9.943	8.116	0.0001572	0.7500000	B		1.553	M4III	1173.629290	0.160	0.670	U	I :LB :
6176- 1194- 1	224.64708907	-19.72611076	0	70	10.519	8.461	0.0003432	0.2837364	N A		1.749	M2/M3III	1230.684740	0.120	0.550	U	I :SR(P ?)
2640- 657- 1	286.34793805	31.57263955	0	121	10.939	9.294	0.0002685	0.1431135	A		1.398	M...	15.080367	0.280	0.600	U	I :SR :
7362- 894- 1	258.81435638	-30.53732481	0	74	10.302	8.379	0.0007078	0.2775718	A		1.635	M3III	966.389449	0.203	0.530	U	I :SR :
6001- 3779- 1	124.82055396	-18.46824637	0	42	10.270	8.319	0.0000210	0.0874162	B		1.658	M2III	1251.433212	0.264	0.760	U	L(C) :
6528- 1058- 1	107.89521877	-25.66224610	0	127	11.232	10.850	0.0001030	0.0082041			0.325		1194.814500	0.188	1.000	U	L :
7179- 1547- 1	145.74515997	-36.96554590	0	212	9.989	8.047	0.0000000	0.7500000	B		1.651	M2/M3III	1448.740910	0.118	0.390	U	L :
1683- 1363- 1	328.57078242	18.02293557	0	80	9.977	8.096	0.0007491	0.1095291	B		1.599	K2	1299.379157	0.064	0.430	U	LB :
3757- 1277- 1	84.98997645	57.13685176	0	97	9.315	8.851	0.0000274	0.7500000	B		0.394	F0	1193.022800	0.041	0.470	A	LB :EW :
2726- 1495- 1	327.42536388	34.24787069	0	235	11.346	9.439	0.0000013	0.0033706	A		1.621	M2	7.821333	0.246	0.690	U	LB :SRB :
8175- 154- 1	140.93873604	-48.86672872	0	63	12.067	10.809	0.0000462	0.3255426	A		1.069	M7e	394.460857	0.809	1.000	P	M
8712- 141- 1	249.79003735	-52.84971538	0	83	11.133	9.553	0.0000370	0.2159539	A		1.343	M5/M6III	1333.124737	0.000	1.000	U	RCB(*)++
4576- 95- 1	258.21184689	80.09939207	0	70	11.474	10.885	0.0000535	0.1393857			0.501		0.976532	0.513	0.840	A	RR
5959- 1669- 1	96.64507122	-21.11874866	0	133	10.837	10.561	0.0001025	0.2937650			0.235		2.524021	0.514	0.720	P	RR
6527- 1981- 1	106.55358772	-24.77684901	0	157	11.403	11.045	0.0000485	0.4435845			0.304		0.519359	0.555	0.840	A	RR+EA ?
2090- 581- 1	269.02465480	23.59835621	0	195	11.606	11.105	0.0000132	0.0849622			0.426		1.398409	0.392	0.930	A	RR :
3171- 939- 1	313.54879921	40.78499403	0	104	10.778	10.276	0.0001062	0.0348140	B		0.427		0.221064	0.371	0.770	A	RR :
3267- 1567- 1	15.57735871	47.48445924	0	73	10.848	10.435	0.0001428	0.3493676			0.351		0.529681	0.206	1.000	P	RR :
5381- 1899- 1	105.56966380	-9.19461002	0	61	10.329	10.080	0.0000536	0.1393973	B		0.212		0.636375	0.253	0.650	A	RR :
Nouvelles variables en T													*Suite page suivante . . .*				

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
6524- 688- 1	107.36829178	-22.88005942	0	209	11.176	11.015	0.0000147	0.3034752			0.137		0.870687	0.431	0.900	A	RR :
6556- 5074- 1	125.16998858	-24.09694328	0	72	10.557	10.178	0.0002384	0.0952321			0.322		0.471078	0.374	0.770	P	RR :
6564- 1749- 1	125.34084661	-27.54537598	0	298	10.700	10.518	0.0000562	0.1902165	B		0.155		0.180464	0.309	0.810	A	RR :
4009- 481- 1	357.56106218	57.80970438	0	132	10.030	9.736	0.0002238	0.1877853	B		0.250	A0	0.381278	0.187	0.640	U	RR :CST :
4021- 70- 1	15.45319647	63.60565922	4816	117	8.641	8.217	0.0005364	0.7500000	B		0.360	F0	0.587843	0.093	0.260	P	RR :CST :
2148- 1148- 1	298.06535904	26.86322926	0	119	11.567	11.164	0.0000255	0.4059849			0.343		0.168539	0.520	1.000	P	RR :DSCT :
2673- 3343- 1	297.21029419	32.71154359	0	105	9.341	9.364	0.0001089	0.2209215	A		-0.020	A0	0.510108	0.144	0.590	A	RR :DSCT :
4001- 1905- 1	359.75825946	53.22167154	0	138	11.051	10.942	0.0001017	0.1195331			0.093		0.614556	0.563	0.820	P	RR :DSCT :
6423- 218- 1	8.47345402	-27.61415370	2676	94	10.947	10.235	0.0001518	0.2239850	C A		0.605	G0	0.108194	0.399	0.550	A	RR :DSCT :
445- 1491- 1	276.83418534	6.64858568	0	80	11.071	10.616	0.0000560	0.3307616	A		0.387	A3	0.297931	0.692	0.820	U	RR :EB :
8209- 1664- 1	158.46135299	-51.09699554	51702	114	10.226	9.628	0.0000514	0.3661204	D B		0.508	K1III :	0.393330	0.135	0.570	A	RR :ELL :
9117- 27- 1	334.43824131	-62.36668514	0	194	10.304	9.820	0.0002952	0.0377490	B		0.411	F8	0.178020	0.206	0.610	A	RR :EW :
9064- 1670- 1	261.11301063	-67.22802310	0	186	10.309	9.903	0.0000032	0.1737631	B		0.345	F0	0.134711	0.234	0.660	A	RR :EW :EL
6562- 1947- 1	120.60866431	-26.92764796	0	121	11.022	10.652	0.0000352	0.1577882			0.315		0.225107	0.365	0.890	A	RR :ech?
6537- 2508- 1	110.40152067	-22.50478692	0	79	10.872	10.779	0.0000184	0.1636129			0.079		0.557050	0.658	0.740	P	RRA :BCE :
2674- 2503- 1	301.09748197	32.47449631	0	116	10.801	10.501	0.0001255	0.4114653	A		0.255	A0	0.409601	0.417	0.910	A	RRA :DSCT
4801- 1414- 1	103.49340774	-0.45395734	0	73	9.220	9.174	0.0005117	0.2865411	B		0.039	A0	0.967360	0.168	0.740	A	RRA :DSCT
155- 572- 1	100.61920792	5.17080849	0	93	8.983	8.550	0.0007615	0.7500000	B		0.368	F5	0.402587	0.147	0.640	P	RRAB
1064- 321- 1	294.70745993	11.97289115	0	200	10.323	10.062	0.0002345	0.0967477	B		0.222	A2	0.432915	0.288	0.510	P	RRAB
1070- 400- 1	297.24031289	13.63809550	0	102	11.067	10.891	0.0001171	0.0586804			0.150	A2	0.734850	0.617	0.810	P	RRAB
2151- 3447- 1	295.62795911	29.31384969	0	104	10.278	10.315	0.0001091	0.4137970	A		-0.031	A0	0.224919	0.392	0.660	P	RRAB
2676- 979- 1	304.91213009	32.98703018	0	101	10.140	10.132	0.0000790	0.0297564	B		0.007	?	0.307013	0.334	0.470	P	RRAB
2816- 2276- 1	29.35830334	37.72216687	0	61	10.922	10.466	0.0001247	0.1555636	A		0.388	F2III	0.277001	0.671	0.710	P	RRAB
3160- 1733- 1	306.61750994	41.82004389	0	118	9.749	9.616	0.0003730	0.2595883	B		0.113	A0	0.460042	0.242	0.520	P	RRAB
4779- 456- 1	84.50722239	-6.39386463	0	62	8.898	8.405	0.0005225	0.7500000	B		0.419	F5	0.359576	0.103	0.530	P	RRAB
6531- 3145- 1	104.79757525	-26.38264573	0	167	11.154	10.717	0.0000100	0.0178409			0.371		0.540049	0.307	0.870	P	RRAB
8244- 2884- 1	191.24302905	-51.85684110	0	133	10.907	10.515	0.0000112	0.3424603	B		0.333	F0	0.360083	0.370	0.730	P	RRAB
8308- 2055- 1	235.87277910	-51.84360063	0	47	9.595	9.009	0.0004175	0.7500000	B		0.498	F0IV	0.437602	0.252	0.460	P	RRAB
1597- 464- 1	284.38758493	21.42020988	0	185	11.738	10.960	0.0000651	0.4353666			0.661	G0	0.434273	0.339	1.000	P	RRAB :
2706- 2670- 1	318.57370726	32.93449255	0	132	10.589	10.117	0.0001806	0.2221804	B		0.401		0.577049	0.411	0.620	P	RRAB :
3212- 1048- 1	335.27119399	44.37414161	0	139	10.748	10.531	0.0001607	0.1281881			0.184		0.895334	0.393	0.840	A	RRAB :
3627- 276- 1	347.09876353	47.50078629	0	176	10.995	10.425	0.0001001	0.1744694			0.485		1.954590	0.322	0.670	P	RRAB :
4328- 136- 1	63.08901542	69.13118036	0	248	11.111	10.628	0.0000878	0.0076275			0.411		0.397272	0.409	0.790	P	RRAB :
8676- 1952- 1	207.19683963	-58.40871241	0	83	10.919	10.146	0.0000565	0.7500000	B		0.657		0.594602	0.352	0.710	P	RRAB :
9092- 421- 1	291.86291623	-64.91880465	0	137	10.482	9.905	0.0000068	0.1723017	B		0.490	F8	0.388486	0.300	0.570	P	RRAB :
2688- 280- 1	313.45675635	31.07235683	0	143	10.720	10.235	0.0001879	0.3783964	A		0.412		0.177208	0.310	0.610	P	RRAB :EB :
2906- 1968- 1	72.61532399	43.46380510	0	56	10.440	10.372	0.0001910	0.3489948	B		0.058	B9	0.843101	0.714	0.610	A	RRAB :[P]
759- 1297- 1	101.70930817	14.81566743	0	93	10.157	9.637	0.0000674	0.7500000	B		0.442	F8	0.227527	0.211	0.620	P	RRC
941- 637- 1	234.51590170	13.79463078	0	51	10.032	9.466	0.0004890	0.0788911	B		0.481	F5	0.268715	0.284	0.430	P	RRC
3887- 147- 1	259.37942348	52.81718263	0	112	10.038	9.505	0.0004116	0.2649921	B		0.453	F5	0.046218	0.212	0.390	P	RRC
7338- 692- 1	241.75157182	-34.28503964	0	76	10.185	9.609	0.0000673	0.1246292	B		0.490	A3III	0.292315	0.314	0.510	P	RRC
8559- 376- 1	110.03891464	-57.68403099	0	69	10.311	10.023	0.0001119	0.2349843	B		0.245	A9	0.222658	0.250	0.610	P	RRC
3113- 1980- 1	278.48497304	41.35498657	0	74	11.196	10.734	0.0001036	0.0803966			0.393		0.346080	0.510	0.780	P	RRC :
4020- 1253- 1	9.58705197	62.82450561	0	94	11.179	10.655	0.0001007	0.0780162			0.445	B9...	0.225222	1.160	0.790	A	RRC :
4326- 269- 1	48.13341711	68.83872496	0	168	11.113	10.822	0.0001185	0.0810288			0.247		0.162573	0.399	0.640	P	RRC :
4725- 617- 1	61.22168370	-1.98907264	0	85	10.033	9.681	0.0003432	0.4202714	B		0.299	F0	0.276055	0.239	0.700	P	RRC :
5979- 1845- 1	113.06431452	-16.08979883	0	103	10.874	10.351	0.0000681	0.2841588			0.445		0.169284	0.443	0.640	P	RRC :
6528- 3562- 1	106.84354870	-25.67006005	0	129	11.294	10.913	0.0000250	0.0174412			0.324		0.534126	0.313	1.000	P	RRC :
6545- 435- 1	110.81869388	-26.38097392	0	179	10.180	10.275	0.0001447	0.2852307	A		-0.081		0.139545	0.307	0.620	P	RRC :
7147- 1168- 1	127.39991407	-35.99914621	0	92	11.417	11.004	0.0000810	0.2733868			0.351		0.480370	0.520	1.000	A	RRC :
5521- 604- 1	181.24816044	-10.06829897	58925	64	9.710	9.183	0.0001927	0.7500000	B		0.448	F5	0.247441	0.213	0.500	P	RRC :DSC :
6509- 1534- 1	92.66052498	-25.07510695	0	149	11.449	10.594	0.0000196	0.2015957			0.727	F5	0.590921	0.314	1.000	A	RRC :DSCT
3650- 2114- 1	355.84436147	52.24705035	0	114	11.328	10.680	0.0001003	0.2259461			0.551		0.279489	0.420	0.750	P	RRC :EB :
4281- 2033- 1	359.71212750	60.26417932	0	146	9.933	9.657	0.0004546	0.1621602	B		0.235	O9V	0.272347	0.212	0.580	A	RRC :EB :
5394- 4115- 1	107.35668751	-9.15451538	0	51	9.980	9.942	0.0002342	0.7500000	B		0.032	A0	0.186164	0.374	0.570	P	RRC :EB :
9105- 771- 1	314.71055618	-62.94002133	0	85	10.521	10.141	0.0002223	0.7500000	B		0.323	F2	0.335843	0.258	0.590	A	RRC :EB :
1337- 238- 1	98.34682408	18.79117787	31261	57	9.282	9.145	0.0004549	0.1459970	B		0.116	A	0.753409	0.095	0.490	A	RRC :EW :

Nouvelles variables en T

Suite page suivante . . .

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
1038- 274- 1	282.54645269	13.92098858	92428	80	10.094	8.768	0.0002901	0.7500000	C B		1.127	K0	2.639407	0.103	0.380	P	RS
4509- 216- 1	59.77928351	75.41278680	0	131	10.639	9.339	0.0000100	0.7500000	B		1.105	K0	91.539148	0.187	0.530	P	RS
2038- 409- 1	240.62262484	26.55385568	0	145	10.759	9.443	0.0002157	0.3919693	B		1.119	K2	2.443432	0.197	0.530	P	RS :EB :
3965- 1754- 1	318.33085256	58.95688718	0	86	10.047	9.011	0.0004248	0.2349529	B		0.881	F5	0.182874	0.392	0.500	P	SDE :EW :
2109- 834- 1	282.67881249	23.79540234	0	229	11.161	9.174	0.0000000	0.0570335	B		1.689	M3	984.737174	0.287	0.440	P	SR
3946- 1977- 1	296.03328896	58.35360968	0	122	10.743	9.119	0.0004653	0.0747055	N A		1.380	M5	1042.675958	0.240	0.570	P	SR
9436- 1446- 1	228.23312942	-79.71850997	74456	74	10.154	8.524	0.0003123	0.7500000	B		1.386	K2III	1489.179410	0.077	0.350	U	SR
8788- 1724- 1	300.75628248	-58.46092700	0	70	9.781	8.168	0.0007103	0.2439171	N A		1.371	M5/M6III	2.210896	0.128	0.510	A	SR :
5968- 3054- 1	107.10902095	-17.55632085	0	91	10.653	8.791	0.0000032	0.2823255	B		1.583	M3III	3.175917	0.245	0.500	P	SR :CEP :
5802- 523- 1	329.80860282	-8.96965720	0	64	10.210	8.382	0.0004084	0.2747997	A		1.554	M...	1051.964510	0.172	0.510	A	SR :CST :
5810- 942- 1	335.43083113	-12.55268703	0	70	10.109	8.559	0.0000936	0.7500000	B		1.318	M6III	4.919807	0.170	0.510	A	SR :CST :
5961- 665- 1	101.52036514	-21.88918076	0	234	10.671	9.250	0.0004450	0.7500000	B		1.208		1410.330090	0.133	0.350	A	SR :CST :
4094- 357- 1	85.74915077	60.98754351	0	74	11.256	9.952	0.0002231	0.2597781	B		1.108		41.187766	0.557	0.600	A	SR :EB :
4340- 32- 1	64.14295618	74.11403269	0	134	11.135	8.958	0.0000000	0.4318816	A		1.850	M...	11.316177	0.325	0.520	P	SR :EB :
7850- 1060- 1	239.49855618	-43.96371560	0	90	10.545	8.884	0.0000040	0.0101014	N A		1.412	M6III	1489.998890	0.648	0.470	U	SR :L :
8329- 3493- 1	250.06624494	-48.30776048	0	27	9.924	8.235	0.0005295	0.0744567	N A		1.436	M3II :	1315.061650	0.306	0.300	U	SR :SRC :
337- 609- 1	231.72225194	1.02857915	0	86	11.725	9.754	0.0000262	0.2007307	B		1.675	M2	702.777539	0.440	0.530	P	SRA
753- 1231- 1	106.34465292	10.54960396	0	64	11.003	9.263	0.0004054	0.1391673	N A		1.479	M4	924.438110	0.449	0.420	P	SRA
1674- 812- 1	327.10342538	19.98211607	0	89	11.737	9.477	0.0000673	0.0204411	A		1.921		292.799945	0.389	0.630	P	SRA
2389- 627- 1	76.86124760	30.78806923	0	79	10.728	8.873	0.0000687	0.1019161	B		1.577	M2	50.270979	0.123	0.390	P	SRA
2608- 338- 1	268.11981214	30.74281936	0	114	10.207	8.460	0.0001117	0.2979945	A		1.485	M...	805.614690	0.260	0.410	P	SRA
2997- 95- 1	142.73572874	44.68392374	46673	56	9.709	7.926	0.0000043	0.2765294	D A		1.516	M6	211.343348	0.412	0.180	P	SRA
3277- 677- 1	22.15989286	51.67928577	0	118	10.884	8.956	0.0000416	0.0424522	A		1.639	M2	375.866671	0.380	0.450	P	SRA
3501- 316- 1	258.62386037	45.18701453	0	77	9.763	8.135	0.0000004	0.1665312	A		1.384	M6	31.783636	0.176	0.530	P	SRA
6583- 1002- 1	131.16718690	-29.12021997	0	118	10.904	8.946	0.0000000	0.0402775	N A		1.664	M2III	319.897478	0.523	0.520	P	SRA
8710- 1370- 1	240.40094146	-54.14321693	0	68	11.237	8.169	0.0000000	0.0060576	A		2.608		739.892218	0.291	0.640	P	SRA
1073- 1391- 1	303.97320614	7.67035741	0	41	9.791	8.256	0.0000180	0.7500000	B		1.305	M7	4.736550	0.227	0.500	P	SRB
2451- 315- 1	110.06332050	31.36724176	0	37	9.870	8.053	0.0000000	0.7500000	B		1.544	M7	413.346173	0.342	0.260	P	SRB
3258- 218- 1	0.06503135	50.75253420	0	155	11.458	10.147	0.0000034	0.1284771	B		1.114	M0	40.418586	0.256	0.740	P	SRB
3950- 1909- 1	306.79844561	53.84008331	0	90	10.933	9.091	0.0000176	0.1094357	A		1.566	M2	27.048830	0.287	0.580	P	SRB
4361- 1689- 1	119.77488654	67.81412994	0	203	11.004	9.431	0.0000078	0.1172764	N A		1.337	M8	657.360596	0.203	0.330	U	SRB
8503- 158- 1	54.43563208	-55.39628571	0	65	10.197	8.846	0.0000040	0.0036783	N A		1.148	M6/M7III	273.238950	0.649	0.440	P	SRB
8666- 1959- 1	202.39811425	-55.20761169	0	111	14.449	9.811	0.0001090	0.1259185	B		3.942		445.335609	0.323	0.650	P	SRB(e ?)
2989- 901- 1	134.03066258	44.35273331	0	92	11.044	9.278	0.0002274	0.3327712	B		1.501	M2III	11.675428	0.330	0.230	P	SRB :
3628- 1947- 1	339.20388491	49.04500205	0	137	11.559	9.753	0.0001227	0.1778880	B		1.535	MIII :	8.567962	0.219	0.660	P	SRB :
6007- 2133- 1	120.01052426	-21.33225624	0	181	10.117	8.193	0.0000703	0.7500000	B		1.635	M2III	26.675304	0.136	0.390	A	SRB :
6525- 36- 1	100.79807066	-24.43883210	0	191	10.351	8.359	0.0001073	0.0492300	B		1.693	M2III	13.429624	0.116	0.420	P	SRB :
5407- 2939- 1	109.35611252	-13.91599956	0	90	10.718	8.807	0.0000810	0.2544107	B		1.624	M2/M3III	1.875744	0.237	0.330	U	SRB :I :
6513- 1712- 1	94.00752208	-27.50957333	0	126	9.652	8.085	0.0000000	0.0107773	A		1.332	M7III	6.996721	0.291	0.440	A	SRB :L800
7900- 75- 1	274.37175992	-39.08300091	0	46	11.062	9.462	0.0000200	0.0644816	B		1.360	M4III	2.013828	0.372	0.650	U	SRB :L :
7073- 1944- 1	95.91101425	-31.17851798	0	150	11.258	9.912	0.0000861	0.0487368	B		1.144		52.380925	0.248	0.690	P	SRB :SRC :
3110- 384- 1	270.96278904	41.36481263	0	105	10.160	8.517	0.0001599	0.3639908	B		1.397	M5	1.441034	0.147	0.650	P	SRB :mult
168- 2614- 1	109.76183643	3.53232284	0	79	9.968	8.282	0.0007912	0.7500000	B		1.433	M...	90.642829	0.220	0.470	P	SRC
207- 645- 1	122.96300699	5.79729567	0	90	10.272	8.398	0.0000044	0.0647169	B		1.593	M...	19.440653	0.150	0.360	U	SRC
1748- 508- 1	21.12874054	23.94513387	0	70	10.329	8.671	0.0003429	0.1567184	A		1.409	M3	15.146396	0.444	0.520	P	SRC
2329- 1311- 1	40.55147257	32.41047937	0	66	11.076	9.212	0.0000026	0.3045682	A		1.584	M5	750.237917	0.463	0.410	P	SRC
2583- 823- 1	245.14571892	34.62786845	80073	125	10.552	9.095	0.0000000	0.1351794	2 U A		1.238	M...	658.116208	0.309	0.390	P	SRC
3785- 714- 1	110.55587738	55.80558379	0	79	10.253	8.690	0.0004730	0.3353286	N A		1.329	M5	516.023455	0.298	0.420	P	SRC
4308- 728- 1	16.18200500	74.83459289	0	102	10.082	8.837	0.0004377	0.0668043	A		1.058	M5	1421.974238	0.203	0.470	P	SRC
5425- 802- 1	121.21785283	-13.94458090	0	116	10.104	8.169	0.0005116	0.3789981	B		1.645	M1/M2III	231.480310	0.141	0.710	P	SRC
6561- 1610- 1	117.58144487	-27.97248452	0	172	9.817	8.022	0.0000043	0.3352213	N A		1.526	M5II/III	101.397493	0.167	0.540	P	SRC
6567- 131- 1	122.98065596	-28.30855282	0	183	11.625	9.808	0.0000934	0.3602371	B		1.544	M3	12.391195	0.247	0.700	P	SRC
7976- 1048- 1	314.22652988	-43.66378726	0	67	10.494	8.834	0.0005377	0.7500000	B		1.411	M4III	97.540663	0.218	0.400	P	SRC
9473- 160- 1	318.50623294	-82.10934141	0	61	11.651	9.864	0.0000000	0.0054315	B		1.519	Me	19.577027	0.899	0.630	P	SRC :M :
2217- 1316- 1	333.46298727	28.89760609	0	101	11.679	10.013	0.0001888	0.0608623	B		1.416	G5	472.516100	0.369	0.710	P	SRD
7254- 1822- 1	197.33167481	-32.01981026	64189	58	9.983	8.417	0.0002126	0.1677587	B		1.331	K2III	1.146688	0.119	0.230	A	SRD :CEP :
3973- 1031- 1	332.89856871	55.26790210	0	101	10.934	9.076	0.0003012	0.3300612	B		1.579	M0III	2.524998	0.248	0.430	P	SRD :EB :

Nouvelles variables en T

Suite page suivante . . .

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
2084- 442- 1	264.26869722	27.72164021	0	134	11.148	9.158	0.0001758	0.7500000	B		1.692	M0	1.323238	0.175	0.690	U	SRD :I :
6647- 1315- 1	164.67423618	-29.13751246	0	106	9.440	8.437	0.0000500	0.7500000	B		0.853	K1III+..	55.315566	0.131	0.450	P	SRD :RV :
3379- 1663- 1	94.45988149	46.94102984	0	88	10.495	10.211	0.0001384	0.1888106	B		0.241		0.078688	0.301	0.610	A	SX :CST :
166- 2594- 1	106.52163613	3.51347535	0	59	10.336	9.795	0.0001600	0.4180484	B		0.460		0.087533	0.256	0.640	P	SXPHE
1877- 1432- 1	92.45693442	24.35908904	0	28	9.888	9.748	0.0004593	0.1089870	B		0.119	?	0.089613	0.456	0.540	P	SXPHE
3590- 1884- 1	322.10232091	46.67523889	0	84	9.104	8.864	0.0006287	0.7500000	A		0.204	F	0.094206	0.297	0.430	P	SXPHE
3612- 1779- 1	326.33495712	49.48127121	0	47	8.951	8.554	0.0000268	0.7500000	B		0.337	A5	0.085294	0.116	0.620	P	SXPHE
1402- 147- 1	140.18923958	15.65403021	0	94	10.965	10.328	0.0000843	0.0421936			0.541		0.090030	0.356	0.660	P	SXPHE :
2659- 110- 1	293.06793638	33.59062222	0	89	9.724	9.599	0.0002857	0.2933767	B		0.106		0.085874	0.164	0.680	A	SXPHE :
3150- 3032- 1	300.25402754	37.60911318	0	92	9.815	9.288	0.0002933	0.7500000	B		0.448	F8V	0.061958	0.168	0.600	P	SXPHE :
3625- 229- 1	340.42578229	47.21349644	0	136	10.972	10.479	0.0001391	0.0293476	A		0.419		0.086534	0.343	0.650	A	SXPHE :
6527- 2219- 1	105.80205885	-24.72456292	0	229	10.676	10.131	0.0001473	0.0477878	B		0.463		0.138846	0.195	0.820	A	SXPHE :
6562- 2024- 1	119.83955933	-27.30625061	0	171	10.843	10.475	0.0001222	0.2755680			0.313	A3V	0.042914	0.335	0.760	P	SXPHE :
6566- 1664- 1	119.69362405	-28.49492488	0	159	10.464	10.416	0.0000557	0.0054769	B		0.041		0.042226	0.257	0.450	P	SXPHE :
6581- 1073- 1	125.94615296	-28.65749249	0	228	10.290	10.277	0.0000105	0.0025866	B		0.011		0.098413	0.234	0.700	A	SXPHE :
9051- 721- 1	256.92669618	-67.47349919	0	141	11.488	11.019	0.0000754	0.4140465			0.399		0.083958	0.327	1.000	P	SXPHE :
3694- 1727- 1	36.47846206	57.24021378	0	98	10.316	10.139	0.0002384	0.1544656	A		0.150	B...	0.049278	0.320	0.410	P	SX[spty]
3113- 2117- 1	279.39829187	42.21830276	0	99	11.412	10.719	0.0000660	0.3839815			0.589		0.565528	0.299	0.880	A	ech :
1152- 545- 1	340.73574044	7.77426162	112147	68	9.467	8.980	0.0002102	0.0547152	C B		0.414	F5	1.043728	0.222	0.280	P	roAp :

Tab. E.3 : *Résultats des méthodes de recherche de périodes et de l'identification pour les nouvelles étoiles variables détectées variables en T.*

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-type
133- 2005- 1	96.72052889	0.82559678	30683	59	8.767	8.669	0.7500000	0.0001152	B		0.083	A0	0.463115	0.098	0.000	A	?
518- 139- 1	308.23089144	5.55363748	0	38	13.358	11.297	0.0812804	0.0002344			1.752		4.300779	0.297	1.000	A	?
1053- 695- 1	288.74565634	14.67165799	0	89	10.924	8.498	0.7500000	0.0000075	B		2.062	K5	0.785311	0.077	0.270	A	?
1690- 1179- 1	335.80458931	19.46093782	0	48	12.758	10.979	0.2457130	0.0000783			1.512		2.471303	0.456	0.890	A	?
1990- 1223- 1	188.75782743	23.72660288	0	84	11.696	11.047	0.2765622	0.0000923			0.552		0.427195	0.483	0.700	A	?
2152- 590- 1	298.92176708	29.29303659	0	99	13.450	10.804	0.1329702	0.0000379	B		2.249		3.054748	0.578	1.000	A	?
2623- 1037- 1	275.34316735	31.68798368	0	93	13.386	11.214	0.0333201	0.0001878			1.846		1.033244	0.479	1.000	A	?
2670- 3083- 1	301.48757643	30.73020502	0	81	13.894	10.550	0.2853156	0.0000000	B		2.842		1.116245	0.454	0.820	A	?
2681- 908- 1	297.90977723	35.67231899	0	72	13.421	10.670	0.0022845	0.0000045			2.338		1.270748	0.465	1.000	A	?
2700- 3823- 1	313.66881469	36.26122651	0	73	13.272	11.464	0.1462852	0.0002885			1.537		1.457760	0.387	1.000	A	?
2803- 83- 1	16.75060172	39.49944194	0	76	11.900	10.772	0.7500000	0.0000542			0.959		0.117778	0.503	0.650	A	?
3147- 1228- 1	292.91505032	43.61980624	0	70	12.847	10.689	0.0222430	0.0000230			1.834		0.510476	0.517	0.810	A	?
3534- 497- 1	277.35216893	50.32010406	0	61	13.217	10.885	0.2823597	0.0001206			1.982		728.909785	0.634	0.980	A	?
4010- 1204- 1	347.75810577	58.65646432	0	55	13.822	10.647	0.0747638	0.0000036	B		2.699		1.298547	0.534	0.820	A	?
4035- 266- 1	24.50071505	63.60663964	0	108	13.263	10.572	0.0319024	0.0000000			2.287		2.641159	0.352	0.920	A	?
4358- 141- 1	100.02030889	67.99910400	0	148	12.132	10.746	0.1552447	0.0000672			1.178		12.386861	0.307	1.000	A	?
4364- 1025- 1	112.59927830	70.00410933	0	231	11.460	10.850	0.3003158	0.0000009			0.519		1.432302	0.229	1.000	A	?
4383- 1982- 1	148.15099363	67.88475042	0	97	13.418	11.115	0.2823933	0.0000154			1.958		1.533894	0.437	1.000	A	?
4534- 1025- 1	109.42412216	80.55525176	0	97	13.072	10.526	0.3987790	0.0000053	B		2.164		1.488755	0.351	0.830	A	?
4619- 970- 1	0.20271499	85.35833539	0	72	13.605	11.227	0.2279018	0.0000018	B		2.021		1.691337	0.509	1.000	A	?
5075- 195- 1	262.15768729	-3.81988504	0	92	13.148	11.003	0.1420296	0.0000404			1.823		1.305528	0.378	1.000	A	?
5959- 81- 1	97.63875193	-20.65540926	0	128	11.688	11.065	0.0381493	0.0000196			0.530		0.135779	0.319	0.850	A	?
6483- 102- 1	81.05533392	-26.92784891	0	59	12.230	10.978	0.1617980	0.0000707			1.064		0.153621	0.855	0.870	A	?
6569- 1377- 1	126.70010984	-22.58982198	0	77	13.572	10.814	0.0632126	0.0000038			2.344		1.428039	0.274	1.000	A	?
7115- 2380- 1	109.29679304	-36.84152703	0	6	8.340	8.367	0.7500000	-0.0000249	B		-0.023	A0V	0.084738	0.021	0.000	A	?
7329- 794- 1	238.57564375	-30.30150701	0	38	12.032	11.597	0.7500000	0.0000619	B		0.370		0.113152	0.481	0.840	A	?
7439- 1704- 1	298.61004145	-30.31075939	0	53	13.262	10.756	0.1279586	0.0001348	B		2.130		1360.436710	0.248	1.000	A	?
8691- 1013- 1	216.76975220	-58.15525714	0	59	13.719	11.257	0.3054737	0.0000045			2.093		1.531055	0.614	1.000	A	?
9113- 1151- 1	314.11342360	-66.25979850	0	105	12.595	11.001	0.1535661	0.0001542			1.355		1155.636985	0.260	1.000	A	?
9266- 2697- 1	223.95941953	-71.73470875	0	34	13.302	10.767	0.3619287	0.0000190			2.155		1.416056	0.772	0.620	A	?
9364- 294- 1	66.41163505	-75.73397091	0	4	10.743	9.922	0.7500000	-0.0033038	B		0.698	G5	0.046409	0.356	0.000	A	?
9467- 98- 1	298.42907428	-80.33375579	0	35	14.054	11.048	0.2784837	0.0000005			2.555		1.138774	0.508	1.000	A	?
4365- 31- 1	114.47142058	69.51729769	0	194	12.759	11.358	0.0015384	0.0001539			1.191		2.001570	0.400	1.000	A	? :CST
8422- 788- 1	319.10402614	-45.42204061	0	27	13.351	11.352	0.3699953	0.0002578			1.699		8.740332	0.739	1.000	A	? :DCEP :
6538- 2441- 1	111.22834352	-23.02109946	0	38	12.002	10.673	0.7500000	0.0000176			1.130		1.059922	0.256	0.910	A	? :ech
101- 1412- 1	81.20873972	0.76628895	0	100	8.679	8.699	0.7500000	0.0001558	B		-0.017	B9	0.090306	0.098	0.290	A	BCEP :
3837- 201- 1	183.59076790	55.57656778	59684	138	10.451	8.489	0.3839456	0.0000208	B		1.668	K0	1.385413	0.078	0.380	A	BY :
9182- 558- 1	103.85386886	-69.68685880	0	49	13.278	11.103	0.2775374	0.0000266			1.849		1.138793	0.676	0.690	A	BY :
9244- 45- 1	210.83410027	-67.62985230	0	38	13.403	10.786	0.0788580	0.0000094			2.224		1.032903	1.198	0.740	P	BY :CW :
2216- 481- 1	331.14926649	29.95955648	108974	100	10.174	8.214	0.7500000	0.0000584	A		1.666	K5III	1327.265290	0.042	0.120	U	CST
4047- 1996- 1	41.58648118	60.46045649	0	74	13.293	11.091	0.3092365	0.0000320	B		1.872		1244.074570	2.461	0.770	U	CST
1727- 346- 1	355.92606046	21.94019827	117049	104	10.132	8.094	0.7500000	0.0001299	2 U B		1.732	M...	1555.176880	0.029	0.180	U	CST :
5667- 579- 1	263.21551028	-11.38923333	0	56	13.446	10.619	0.1075647	0.0000128			2.403		1117.682750	0.425	0.900	U	CST :
5975- 574- 1	104.47143746	-20.75591198	0	201	12.030	10.499	0.0796371	0.0000128			1.301		2.665086	0.265	0.930	U	CST :
6023- 1545- 1	128.64949857	-21.27362373	0	95	11.369	10.852	0.4072174	0.0000325			0.439		1581.480300	0.104	0.920	U	CST :
6499- 1506- 1	87.92638332	-26.65379573	0	108	13.529	11.060	0.1588204	0.0000018			2.099		1025.504084	0.278	1.000	U	CST :
6581- 1882- 1	127.44462797	-29.52171524	0	164	12.664	10.941	0.1499177	0.0000110			1.465		1278.397710	0.215	1.000	U	CST :
6642- 258- 1	162.72059322	-27.53573589	0	216	12.159	10.598	0.2501878	0.0000271			1.327		1009.969350	0.222	1.000	U	CST :
6645- 96- 1	161.04196646	-28.29905838	0	140	12.066	10.713	0.2919189	0.0000548			1.150		1.382723	0.159	1.000	U	CST :
7023- 985- 1	48.86631823	-34.84365664	15163	163	9.887	8.023	0.7500000	0.0000100	1 U B		1.584	K5III	1173.797350	0.023	0.420	U	CST :
7146- 416- 1	133.09683086	-33.90268753	0	122	13.726	10.735	0.4324891	0.0000235			2.542		1.590192	0.322	1.000	U	CST :
7171- 1037- 1	144.51616962	-32.62964624	0	83	12.711	10.920	0.2697405	0.0000232			1.522		1250.765430	0.419	1.000	U	CST :
7364- 259- 1	255.79877051	-32.86369011	0	46	8.311	8.251	0.7500000	0.0000050	B		0.051	B7II	1304.938400	0.009	1.000	U	CST :
9077- 1362- 1	280.55609662	-63.78618716	0	88	12.720	10.911	0.2967411	0.0000350			1.538		1368.059665	0.135	1.000	U	CST :
7244- 118- 1	183.11800981	-37.42622781	0	104	12.798	10.800	0.3463944	0.0000228			1.698		4.076257	0.966	1.000	A	CST :1val
2709- 2522- 1	317.03051823	35.60427589	0	105	13.024	11.046	0.1310236	0.0000442			1.681		4.787434	0.467	1.000	A	CW :

Nouvelles variables en $B_T - V_T$

Suite page suivante ...

Tycho-id.	Coordonnées		HIP	Nac	B_T	V_T	t_T	$t_{B_T-V_T}$	A B C D	GCVS	$B-V$	Spe.Type	Période	ampl	dur.	P	N-Type
3334- 1203- 1	58.50348744	49.86607677	0	47	14.273	10.902	0.0410383	0.0000000	B		2.865		1.240459	0.506	0.880	A	CW :
4017- 1396- 1	16.86549894	60.25414837	0	125	12.950	10.845	0.4289675	0.0001241			1.789		1.050050	0.367	1.000	A	CW :
3944- 807- 1	301.86176056	57.35718386	0	63	13.210	11.156	0.2454410	0.0002224			1.746		1.917717	0.636	1.000	A	CW :SR :
2241- 703- 1	349.70395471	25.54271544	0	68	13.116	10.917	0.1381774	0.0001077	B		1.869		4.892308	0.365	1.000	A	CWB :
3668- 521- 1	14.23919929	53.46936062	0	78	12.625	11.113	0.1612871	0.0001677			1.285		1.477088	0.487	1.000	A	CWB :
8208- 697- 1	166.35662448	-50.56019108	0	87	13.096	11.114	0.0911802	0.0000604			1.685		2.967384	0.597	1.000	A	CWB :
4326- 199- 1	49.67397611	68.90326334	0	145	12.462	10.810	0.0952615	0.0001002			1.404		1.659289	0.453	0.740	A	CWB :11.8
4018- 1320- 1	3.55162564	62.15883449	0	79	14.127	11.070	0.4137741	0.0000000	B		2.598	M1	1.123534	0.358	1.000	A	CWB :E :
2369- 343- 1	59.47187931	37.27623035	0	52	13.559	10.587	0.1879660	0.0000012	B		2.526	K5	1.461090	0.991	0.890	A	CWB :ech
1272- 992- 1	65.55713625	19.14149984	0	47	12.918	11.215	0.0358709	0.0001668			1.448	K0-4.5	3.814928	0.678	1.000	P	DCEP :
1612- 366- 1	291.74903835	20.63095829	0	38	13.692	10.736	0.0339953	0.0000180	B		2.513		9.802266	1.015	0.680	A	DCEP :SR :
1752- 902- 1	24.48227534	26.36221818	0	39	13.089	10.895	0.7500000	0.0000125	B		1.865		3.061713	0.618	0.610	P	DCEP :SR :
3956- 13- 1	314.16542306	55.72493041	0	60	13.070	11.051	0.0492636	0.0001757			1.716		4.935485	0.782	1.000	A	DCEP :SR :
3609- 409- 1	329.13423801	47.14809168	0	50	13.281	10.889	0.0811234	0.0000024			2.033		1.071915	0.419	1.000	A	DECP :ech
2037- 1336- 1	239.14078862	26.35238081	0	116	11.564	10.928	0.4131959	0.0000228			0.541		0.121760	0.351	0.810	A	DSCT :
3154- 1014- 1	300.28183633	39.54073404	98545	93	8.870	8.630	0.3451746	0.0001519	C B		0.204	A7V	0.180243	0.056	0.470	A	DSCT :
4365- 8- 1	115.73666469	70.72846518	0	142	11.389	10.926	0.3707140	0.0000247			0.394		0.084757	0.440	0.600	A	DSCT :
5262- 235- 1	5.45681858	-8.00351671	0	56	12.070	11.377	0.2279469	0.0001669			0.589		0.101948	0.580	0.780	A	DSCT :
1857- 45- 1	76.55366831	29.76502101	23744	82	8.810	8.403	0.1913992	0.0000322	C B		0.346	F0	0.086259	0.072	0.590	A	DSCT :CST
3208- 1083- 1	335.60759917	42.30575290	0	146	11.343	10.861	0.7500000	0.0000148			0.410		0.118414	0.351	0.350	A	DSCT :CST
1366- 1250- 1	117.56459064	17.69149741	0	76	9.140	8.781	0.7500000	0.0000142	B		0.305	A3	0.149897	0.157	0.340	A	DSCT :EW :
3803- 1425- 1	125.38075253	58.81008874	0	114	12.056	11.037	0.1841876	0.0000370			0.866		0.457997	0.274	1.000	A	DSCT :EW :
5984- 3429- 1	115.71473924	-18.67714453	0	114	8.864	8.866	0.3422232	0.0000216	B		-0.002	B9IV	0.201775	0.119	0.730	A	EA :
2843- 1797- 1	36.91770868	44.01151188	0	69	13.188	11.188	0.2544639	0.0001340			1.700		2.044719	0.423	1.000	A	EB :
3597- 1517- 1	319.27280679	49.88832534	0	69	13.176	11.057	0.1229215	0.0001337			1.801		1.935517	0.513	1.000	A	EB :
3663- 1642- 1	11.25362134	57.77943086	0	126	11.766	10.562	0.3329929	0.0000070			1.023		0.122451	0.321	0.720	A	EB :
8288- 2340- 1	224.85493341	-49.23861448	0	83	10.154	8.705	0.2059453	0.0000290	B		1.232	K1/K2III	1.466925	0.149	0.480	A	EB :ELL :
6468- 826- 1	71.21112173	-26.48620996	0	146	11.876	10.609	0.2339902	0.0000166			1.077		0.294555	0.343	0.790	A	EW :
7386- 228- 1	268.29840794	-34.82774880	0	20	9.035	8.895	0.7500000	0.0000120	B		0.119	A3V	0.170681	0.492	0.290	A	EW :
3167- 2398- 1	312.63171975	39.16572431	0	66	13.893	11.063	0.4268601	0.0000000	B		2.406		1571.621307	0.336	1.000	A	I :
7047- 1137- 1	75.63163551	-31.49472857	0	82	12.727	10.671	0.3965998	0.0000256			1.748	?	1392.808880	0.363	1.000	U	I :
3152- 1595- 1	305.02788803	39.22943133	0	42	15.051	11.078	0.2189199	0.0000000			3.377		1.606844	0.661	1.000	A	I :
8789- 248- 1	304.60833389	-59.77950353	0	61	12.061	10.742	0.3107683	0.0000610			1.121		1365.735700	0.189	1.000	A	I :CST :
8206- 2651- 1	160.36979489	-48.79346568	0	81	12.979	10.581	0.1289769	0.0000017	B		2.038		1474.422810	0.203	1.000	A	I :RCB :
4007- 1130- 1	350.41546994	56.94306402	0	71	11.909	11.207	0.0140896	0.0001338			0.597		1565.463000	0.590	0.830	U	L
5947- 1967- 1	97.87174652	-16.65839633	0	68	11.860	11.133	0.0772592	0.0000980			0.618		1263.297345	0.354	1.000	U	L :
5273- 16- 1	16.95228843	-8.23375243	5301	87	9.229	8.523	0.7500000	0.0000112	C B		0.600	G0	0.172797	0.138	0.390	A	RR :EW :
3296- 891- 1	40.68424299	45.40840439	0	61	13.241	10.984	0.0173724	0.0000409			1.918		1135.829760	0.482	0.930	A	SR :
2686- 791- 1	308.89777423	31.75916347	0	101	12.098	11.390	0.0410596	0.0000896			0.602		1478.738800	0.792	1.000	U	SR :errup
2674- 5261- 1	300.94863986	33.07358335	0	81	12.758	10.736	0.2507570	0.0000274			1.719		519.288825	0.375	1.000	A	SRC :
1866- 97- 1	86.38748734	25.73140769	27173	47	8.950	8.505	0.2964944	0.0000660	D B		0.378	F5	0.089843	0.144	0.430	A	SXPHE :
6521- 3594- 1	102.42434499	-24.07424494	32741	118	8.471	8.285	0.7500000	0.0000082	D B		0.158	A2	0.085125	0.106	0.000	A	SXPHE :
6525- 1509- 1	102.25145530	-25.53914238	0	128	11.272	10.927	0.0718235	0.0000352			0.293		0.054683	0.403	0.840	A	SXPHE :
6245- 1343- 1	258.74338699	-22.07170866	0	66	11.381	10.601	0.2359309	0.0000020			0.663		0.083873	0.459	0.750	A	SXPHE :
3712- 2087- 1	41.88846825	58.97289112	0	69	13.344	11.000	0.2396894	0.0000109			1.992		3.795576	0.709	1.000	A	errup :
1222- 455- 1	37.50345099	21.53382542	0	57	13.054	10.705	0.7500000	0.0000152	B		1.997		9.467833	0.404	1.000	A	roAp :
1223- 1618- 1	41.04177011	15.07109257	12773	56	8.577	8.187	0.7500000	0.0000110	C B		0.332	F5	1.347727	0.052	0.450	A	roAp :

Tab. E.4 : *Résultats des méthodes de recherche de périodes et de l'identification pour les nouvelles étoiles variables détectées variables en $B_T - V_T$.*

Annexe F

Publications associées

Ce travail a donné lieu aux publications suivantes :

- Piquard S, Halbwachs J.-L., Fabricius C, Geckeler R, et Wicenec A, 2000, *A Search of Variable Stars in the Tycho Observations*, dans *ASP Cong. Ser. 203 : IAU Colloq. 176 : The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*, pp 62-63
- Andronov I.-L., Cuypers J. et Piquard S., 2000, *Light Curve Analysis of Tycho Variable Stars*, dans *ASP Conf. Ser. 203 : IAU Colloq. 176 : The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*, pp 64–65
- Piquard S., Halbwachs J.-L., Fabricius C., Geckeler R., Soubiran C., et Wicenec A., 2001, *Variable stars in the Tycho photometric observations.I. Detection*, *Astronomy & Astrophysics*,373, 576
- Piquard S., Andronov I.-L. et Cuypers J., *Variable stars in the Tycho photometric observations.II. Periodic Variables*, en préparation, à soumettre à *Astronomy & Astrophysics.*

L'article publié dans *Astronomy & Astrophysics* est reproduit dans les pages suivantes.

Astronomy & Astrophysics manuscript no.
(will be inserted by hand later)

Variable Stars in the Tycho Photometric Observations: I. Detection*

S. Piquard[1], J.-L. Halbwachs[1], C. Fabricius[2], R. Geckeler[3], C. Soubiran[4], and A. Wicenec[5]

[1]Observatoire astronomique de Strasbourg, 11 rue de l'université, F–67000 Strasbourg, France,
[2]Copenhagen University Observatory, Juliane Maries Vej 30, DK-2100 Copenhagen Ø, Denmark
[3]Institute for Astrophysics, Technikerstrasse 25, A-6020, Innsbruck, Austria
[4]Observatoire astronomique de Bordeaux, F–33270, Floirac, France
[5]ESO, Karl-Schwarzschild-Strasse 2, D–85748, Garching, Germany

Received September 11, 2000; accepted April 25, 2001

Abstract. We present an original way to detect variable stars in the Tycho photometric observations. A modified Kolmogorov-Smirnov statistical test has been constructed, based on a model of most of the satellite's parameters, leading to the dispersion in the measurements. This allows us to build a treatment taking into account truncated detections and censored measurements, and to search for variability in the faint part of the catalogue. The selection threshold of variable stars has been calibrated to minimize false alarm rate. Reliable results were thus obtained for stars as faint as 11 mag. One thousand and ninety-one suspected variable stars have been listed, 407 of which are already known in Hipparcos, GCVS or NSV, and 684 of which are suspected variable stars to be identified soon.

Key words. Methods : statistical – Surveys : Tycho – Stars: variables – Tycho catalogue

1. Introduction

1.1. Variable stars surveys

The scientific interest in complete magnitude samples for many types of variable stars is considerable. A lot of variability types are used as distance candles, among them Cepheids, RR Lyræ, Mira, δ Scuti, detached eclipsing binaries and supernovæ Ia (see for example Egret & Heck, 1999), but variable stars are also useful in determining some fundamental parameters, and put constraints on the knowledge of stellar evolution or internal structure. For example, stellar masses, radii and luminosities can be derived from detached eclipsing binaries, and mass transfer processes can be constrained by studying semi-detached binaries. Contact binaries give constraints on theoretical models of double star evolution or the thermal evolution of such systems. We must understand the processes encountered in regular and irregular pulsations, as well as their implication on the internal structure and the metallicity evolution of these stars in order to construct models of population synthesis or galaxy evolution.

Unfortunately until some ten years ago samples of known variable stars were strongly inhomogeneous, and several variability types still have too few known members. This was emphasized by the variability search performed on Hipparcos data, when several variables of unfrequent types were found (as for example variable stars with period around 1 day, which are obviously rarely detected in on-ground surveys) (van Leeuwen, 1997). The interest in discovering variable stars has grown in the last few years, as several large-scale surveys have discovered large numbers of new variable stars, in samples expected to be as complete as possible. These include the ASAS (Pojmański, 1997, 1998) which is looking for transients in the southern hemisphere up to the 13^{th} magnitude and ROTSE (Akerlof et al., 2000) which looks for variability in the northern hemisphere up to the 15^{th} magnitude. The list is not exhaustive. The search for microlensing events also led to the discovery of variable stars by surveys such as OGLE (Udalski et al., 1992; Maceroni & Rucinski, 1999, and references therein), MACHO (Alcock et al., 1999, and references therein), and EROS (de Laverny et al., 1998, and references therein).

New variable stars have also been discovered during the HIPPARCOS mission with $V \leq 12.4$ mag (Eyer & Grenon, 1997; van Leeuwen, 1997). Among the 8237 new variable stars, 970 have been identified as periodic variables. As Hipparcos is complete up to $V = 7.3 - 9.0$ mag (depending on the galactic latitude), and Tycho is com-

Send offprint requests to: S. Piquard,
e-mail: piquard@astro.u-strasbg.fr

* Based on observations made with the ESA Hipparcos satellite

plete up to $V = 10.9$ mag, new variable stars in the Tycho photometry can be expected.

1.2. The variability flag in the Tycho catalogue

The Hipparcos star mapper was primarily devoted to determining the satellite's attitude. The recording of the photon counts led to the Tycho catalogue of one million stars, for which an average of 130 measurements were obtained during the 3.5 years of the mission. The magnitude completeness of Tycho up to $V_T = 10.9$, and the time sampling of the measurements will enable the detection of new variable stars and improve the knowledge of those populations in the solar neighborhood (Mauder & Høg, 1987). The Tycho photometric data were partly published in 1997. An earlier research into variable stars in the Tycho database was undertaken in 1997 through the 384 000 brightest stars of the catalogue (Großmann et al., 1997). The stars presenting a scatter in their measurements greater than a threshold were suspected to be variable stars and were flagged in the Tycho catalogue. Unfortunately, we notice that the proportion of suspected variable stars grows with magnitudes (Fig. 1), and those flags are said to show an unexpectedly large scatter in the measurements; this is not necessarily due to variability, but may arise from duplicity or disturbance caused by stars crossing the star mapper at the same time.

Friedrich et al. (1997) presented some comments on the establishment of these flags. They also tried several standard statistical methods and concluded that the usual spread, skewness or kurtosis of the light curve did not distinguish variable stars from constant stars. They also tried to detect variability by looking for periodicity in the light curves, but the poor sampling and the noise made automatic detection difficult.

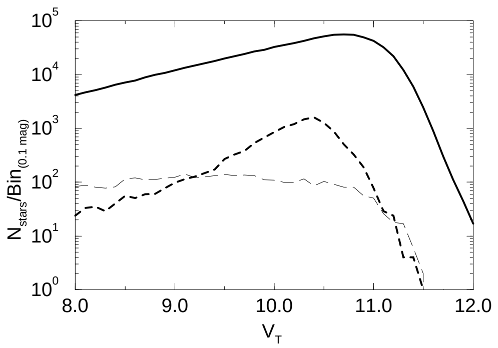


Fig. 1. Variable stars distribution in the Tycho catalogue, as derived from the variability flag. The heavy-line represents the total number of star in the Tycho catalogue (849 806 stars having good astrometric solution). The thick dashed-line represents the number of stars flagged as "strong evidence of variability" (10 320 stars), and the thin long-dashed-line shows the stars either in the GCVS or in the NSV (3 331 stars).

1.3. An overview of the Tycho photometric reduction

It is hard to deal with the photometric observations of the Tycho programme, since they were produced by a rather complicated process. The Tycho program is presented in ESAb, 1997. We summarize the main characteristics relating to the photometric reduction hereafter.

1.3.1. The observations of the Hipparcos star mapper

The satellite observed two fields simultaneously, and both were projected and merged on the focal plane. As the satellite was precessing, the stars crossed the focal plane twice during a rotation, once for each of the two fields. The second crossing occured 20 minutes after the first. The instrument used by Tycho was the star mapper, comprising two slit groups, the "inclined" and the "vertical". When a star crossed the mapper, the inclined slits were crossed first and the vertical a few seconds later; however, the photons from both slit groups were recorded with the same device as for the fields. The light of the star was split in two photometric channels in the B_T and V_T bands, and the photon counts were recorded separately for each. Merging the counts in B_T and V_T defines a wideband channel (the T channel).

1.3.2. The photometric reduction

The successive steps and the outputs of the photometric reduction are briefly presented hereafter; they are also summarized in Fig. 2.

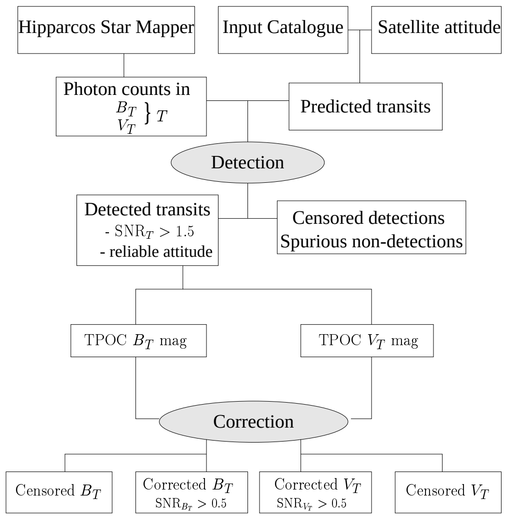


Fig. 2. The organisation of the photometric reduction, from the photon counts until the corrected magnitude measurements.

The transit of a star across a slit group was predicted from an input catalogue and from the satellite attitude. The transit was detected when a peak was found in the photon counts of the T channel with a signal-to-noise ratio (hereafter SNR) greater than about 1.5. The signals in the B_T and V_T channels were estimated and the magnitudes were derived. A *censored detection* was recorded when the transit was not detected. A censored detection usually means that the signal had a SNR below the threshold but in a few cases the non-detection actually arose from errors in the preliminary satellite attitude used in the detection process; the rate of these so-called *spurious non-detections* is about 6 %. The photometric observations thus obtained were recorded in the Tycho Photometric Observation Catalogue (TPOC). Part of the TPOC was published with the Tycho catalogue: the Tycho Epoch Photometry Annexes.

When the mean magnitudes of the faint stars were calculated during the production of the Tycho catalogue it appeared that the magnitudes derived in the photometric reduction of the transits were too bright. The signal was systematically overestimated by a factor depending on the signal and on the background. A correction routine was then applied to the individual measurements when they were entered in the mean magnitude calculation software (however, the magnitude measurements in the TPOC and in the Tycho Epoch Photometry Annexes were kept unchanged). The estimated signal in the B_T or the V_T band may be very low after the correction, and it was assumed that a magnitude measurement was dubious when its corrected SNR was less than 0.5. When this happened the corrected magnitude was ignored, but we took account of the fact that the SNR was below the 0.5 threshold. The magnitude measurement was then called a *censored magnitude.*

The magnitude measurements, the non-detections, the rate of spurious non-detections, and the censored magnitudes were all taken into account in the *de-censoring* procedure which was used to calculate the mean magnitudes of the stars in the Tycho catalogue. Later a new reduction was performed on the basis of the photon counts and the censoring phenomena were avoided. The Tycho-2 catalogue was thus obtained (Høg et al., 2000a). The Tycho-2 magnitudes confirmed the overall validity of the original Tycho magnitudes, and, therefore, the validity of the de-censoring procedure.

In this paper the model used in the de-censoring was improved and it is used to review the problem of the detection of variable stars. A suitable statistical test was constructed, and applied to a selection of 752 115 stars fainter than $V_T = 8$ mag and with good enough measurements. The choice of the selection criteria is described in Sect. 2. The statistical test is explained in Sect. 3. Section 4 presents our sample of suspected variable stars.

2. Preparation of the input data

The stars in the Tycho catalogue are not all equally accurate in their photometric measurements. Apart from the intrinsic magnitude of the stars, it depends on the ability of the reduction process to attribute one transit to one object and to derive magnitudes. We cannot expect to find relevant variable stars if we apply this detection method to stars whose measurements are contaminated, and give too many false alarms. Stars are then selected for processing; we retain those with reliably accurate photometry, and dubious transits are rejected, as explained hereafter.

2.1. Selection of the stars

2.1.1. Selection of the stars with relevant photometric observations

The Tycho catalogue contains 1 009 938 stars fainter than $V = 8$ mag, some of which have poor quality photometry and must be discarded. The catalogue provides some flags to describe the data; those allowing selection of stars with reliable photometry are summarized here.

- The T10 flag is put to 'X' when the astrometric parameters are dubious. This may be due to a bad photometric quality, to a possible duplicity leading to a contamination of the measurements, or to a genuinely dubious astrometry. In this case, some measurements may be contaminated or may even belong to the other star; 159 198 stars having T10=X have been rejected for this reason.
- The T36 flag indicates whether the given magnitude is a median value whether it arises from de–censoring, or whether it is an approximate magnitude. An approximate magnitude is provided only when the photometric data are too corrupted to derive a reliable one. The star was only retained when B_T and V_T could have been derived either by median value or by de-censored mean value arising from the de-censoring analysis (T36=M or N). This led to the rejection of 887 additional stars.

In this way all stars with identified probable photometric pollution were rejected.

Moreover, we used the part of the TPOC produced during the main processing of the Tycho data (see Høg, 1997 and Høg et al., 2000b). This file differs from the Tycho Epoch Photometry Annexes as it contains more information about the reliability of the transit data. However, the only copy we obtained was partly illegible and some GSC zones were missing in the South hemisphere. These zones are gathered into four sets with the following numbers: 7523–7842, 8563–8642, 8883–9042 and 9283–9363. They contain 10.5 % of the stars in the Tycho catalogue.

2.1.2. Choice of the Tycho-2 mean magnitudes

To determine the variability of a star using a statistical test implies an assumption that the star is constant with a given magnitude: This calls for an accurate estimation of the magnitude of the star. In practice, the magnitudes of the Tycho stars may be taken from the original Tycho catalogue or from the Tycho-2 catalogue already mentioned in Sect. 1.3.

The difference between taking Tycho-1 or Tycho-2 magnitudes as mean values has been tested on two samples, using the preliminary version of the test as described in Sect. 3.6. The first sample contains 326 Hipparcos variable stars having $V > 9.5$ mag and amplitude larger than 0.06 mag. The second contains 1964 Hipparcos constant stars having $V > 9.5$ mag. Using Tycho-1 magnitudes, 7.3% of variable stars were recovered and 1.1% of constant stars were wrongly detected as variables. Using the Tycho-2 magnitudes, 9.8% of variable stars were recovered when 0.1% of constant stars were wrongly detected as variables. The Tycho-2 mean magnitudes were chosen as they increase the detectability of variable stars and decrease the false alarms rate. We kept the remaining stars only when Tycho-2 magnitudes were available. This led to our sub-sample of 752 115 stars.

2.2. Selection of the photometric observations

As mentioned above, we prefer the TPOC to the Tycho Epoch Photometry Annexes, since it contains more information about the reliability of the transits. Moreover all transits close to the predicted crossing of one star are given with the star, and we must select the true detection of the star, if any. We examine the closest transit to each predicted position within $1''$ of that predicted position (Høg in ESAb, 1997). It is only selected if no transit is recorded for an interval of $1''$ on both sides of the observed position, in order to avoid pollution by the afterglow from the photo–multiplier. All transits showing the following are rejected:

- cumulative background in the two bands larger than 20 counts by sample,
- no background estimate,
- height of the crossing on the slit system larger than $\sim 20'$ (=$1195''$) or closer than $0.3'$ (=$18''$) to the middle of the slit, to avoid misuse of the calibrating terms,
- magnitude indicated by a flag as having a bad goodness-of-fit after fitting the signal with the expected response of the slits groups[1],
- indication that the transit belongs to more than one predicted group crossing, as it indicates that the transit may not belong to the star or may be disturbed[1],
- jet firing during the record; this happens when adjusting the satellite scanning law and might affect the estimated signal amplitudes (Großmann, 1997)[1],
- updated transit velocity not consistent with the transit velocity interval used in detection[1],
- parasite or background raised by bright star[1].

Contrary to the calculation of the mean magnitudes with the de-censoring processing, the variability search is made solely on the transits containing valid detections. All the empty crossing predictions are thus rejected, because we cannot distinguish between the censored detections and the "spurious non-detections", as explained in Sect. 1.3; assuming a constant rate of spurious non-detections would lead to an abnormally large rate of false alarms in the variability search. We prefer therefore to ignore all non-detections, and we only take account of the effect of the detection process on the statistical properties of the detected transits. As a matter of semantics, we will then consider transits affected by *truncation* rather than by *censoring.*

2.3. Correction and censoring of the magnitude measurements

When a transit is selected the magnitude measured in each channel is corrected with the routine already mentioned in Sect. 1.3. The SNR of the corrected magnitude is calculated afterwards; first the total photon count, C_M, is derived from the corrected magnitude, M_{meas}, and from the mean background b_M, expressed in count per sample:

$$C_M = \left(10^{\frac{M_{cal}-M_{meas}}{2.5}} + b_M\right)/0.15 \tag{1}$$

M_{cal} is a calibration constant given in the Table 8.1 of Grossmann (Großmann (1997)), and the coefficient 0.15 is used to translate the mean amplitude in total count, since a transit is recorded within 1/0.15 samples (Bässgen et al., 1992; Halbwachs, 1997). The SNR of the measurement is then:

$$\mathrm{SNR} = \frac{C_M - \frac{b_M}{0.15}}{\sqrt{C_M}} \tag{2}$$

As in the calculation of the mean magnitudes of the Tycho catalogue, the magnitude measurement is censored when SNR is less than 0.5. Then, we just know that C_M is so small that SNR < 0.5.

2.4. Merging the measurements in multitransits

As it is reasonable to assume that the star does not vary between the crossings of the two windows, i.e. within twenty minutes, the four successive transits (two slits systems × two windows) are gathered in a so-called *multitransit.* This decreases the noise in the data and also provides an opportunity to discard a few more disturbed transits: The transits are compared with each other before merging, and the mean intensity of three transits and the standard deviation σ are derived. If the intensity of the remaining transit is 5σ or more higher than the mean of the other three, it is rejected on suspicion of parasites or

[1] In the Annexes these items are either not completely reported or absent.

spikes. If fewer than four transits are available the comparison is made in the same way for three or two transits.

The transits which are kept in the multitransit are then merged. In order to prepare the search of variability, we only need the total counts in the B_T and in the V_T channels. For that purpose, we total the counts derived in Eq. 1 for each transit. When M_{meas} is censored, C_M is replaced with its the mean value $\langle C_M \rangle$, which is derived as in the de-censoring procedure: The statistical law of of the photon count is derived, as explained in Sect. 3.1 hereafter, and $\langle C_M \rangle$, is calculated, taking account of the censoring condition SNR$<$ 0.5. The photon counts of the multitransit are thus finally obtained for both channels. In order to avoid confusion with single transits, they are noted $\widetilde{C_{B_T}}$ and $\widetilde{C_{V_T}}$ hereafter.

2.5. The detection threshold reviewed

As we saw in Sect. 1.3, when the SNR was less than about 1.5 in the T channel the transit was rejected. The distribution of the actual values of this detection threshold is important as we are seeking individual measurements near the Tycho detection limit. In reality the detection selection was based on a preliminary SNR estimation and the measurements used thereafter were estimated later by a more accurate process. If the former SNR estimate was not as close to 1.5 as we expected, the effect of the magnitude censoring will differ. In order to derive the statistical properties of the difference between the former SNR and the latter one, we select all transits with a preliminary estimation of SNR between 1.50 and 1.55[2]. The signal is corrected according to slit system and background value (Sect. 1.3), and the true SNR is calculated. The difference between the true SNR and the 1.5 value is then derived for each slit system and for different classes of background. We see that the detection threshold fluctuated around 1.5 with different Gauss laws, depending on the background and the slit system, with a standard deviation which may reach 1.4 (Fig. 3). Consequently the significance of the detection threshold must be taken into account statistically, as detection may occur with very faint SNR, but it may also be censored with SNR higher than 1.5.

3. Variability detection

For each multitransit, the counts in the channels B_T and V_T are available for the variablity search. However, the count in the T band, which is simply $\widetilde{C_T} = \widetilde{C_{B_T}} + \widetilde{C_{V_T}}$, is a better parameter than $\widetilde{C_{B_T}}$ and $\widetilde{C_{V_T}}$ considered separately, the reason being that the standard deviation of the count is then decreased by $\frac{\sqrt{C_{B_T}}+\sqrt{C_{V_T}}}{\sqrt{C_{B_T}+C_{V_T}}}$. However, the T band is rather wide, and we expect a few variable stars are more likely to arise from fluctuations of the $(B_T - V_T)$ colour index; this concerns stars such as semi-regular variables which have small amplitudes in bolometric magnitude, but which present important fluctuations of absorption lines in their spectra, making them vary in colour. The variability in $(B_T - V_T)$ is therefore investigated too, by considering the ratio $\widetilde{C_{B_T}}/\widetilde{C_{V_T}}$. However, the error is then much larger than for $\widetilde{C_T}$, and a poor efficiency is expected for this complementary search.

[2] The preliminary SNR is not reported in the Annexes.

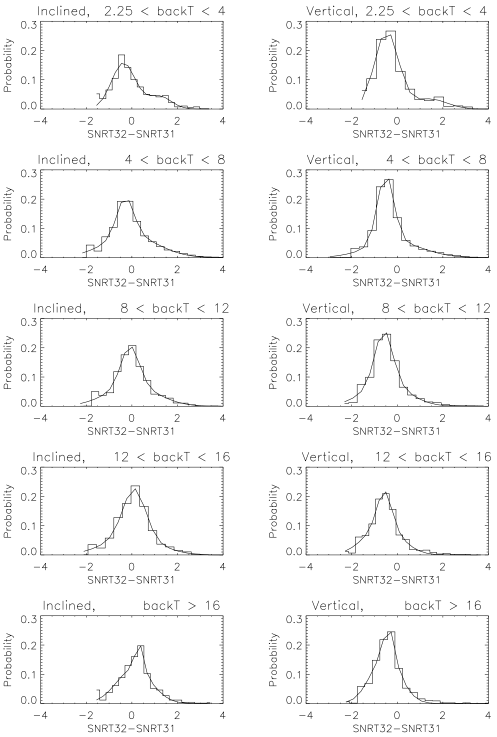


Fig. 3. Probability distribution of the difference between the true SNR (SNRT32) and the SNR used in the detection process (SNRT31) when the latter is between 1.5 and 1.55, i.e. just above the detection threshold. The left-hand column refers to the transits of the inclined slit group, and the right-hand column to the vertical slit group. 5 ranges of background in the T channel are considered, from 2.25 to 20 counts per sample. The fits were used as statistical laws of the actual detection threshold.

3.1. The statistical laws of $\widetilde{C_T}$ and $\widetilde{C_{B_T}}/\widetilde{C_{V_T}}$

A mean number of photon counts Λ_M is expected for each given magnitude to be observed during a single transit. This mean number depends primarily on the magnitude of the star, which is assumed to be the Tycho-2 magnitude, M_{TYC2}, but also on the background and on the slit system on which it is recorded. For a given channel, Λ_M is given by the equation:

$$\Lambda_M = \left(10^{\frac{M_{cal}-M_{\mathrm{TYC2}}}{2.5}} + b_M\right)/0.15 \qquad (3)$$

This equation looks similar to Eq. 1, but it refers to an expectation of the measurement instead of the actual observation. If our model is correct, for each crossing of a slit group, detected or not, the actual photon count C_M obeys the Poisson law with parameter Λ_M. The final law of the multitransit counts is derived by transforming this original Poisson law for all the operations carried out in the data processing. In practice it is calculated by simulation: Raw counts are generated from the Poisson law, and they are introduced in routines describing the treatment of the actual data.

We first must give our attention to the truncation arising from the detection of the transit. For detected transits, the count $C_T = C_{B_T} + C_{V_T}$ is above the threshold corresponding to: $\mathrm{SNR}_T = 1.5$ *plus* a random correction arising from the distribution in Fig. 3.

The count in T of a multitransit is obtained by adding the C_T values of all the detected transits. However, a detected transit is discarded when its mean intensity is 5σ above the others, as explained in Sect. 2.4. However, when SNR_{B_T} or SNR_{V_T} is less than 0.5, the corresponding count C_{B_T} or C_{V_T} is replaced with the mean value from the censoring condition.

The statistical laws of the count $\widetilde{C_T}$ and of the ratio $\widetilde{C_{B_T}}/\widetilde{C_{V_T}}$ of the multitransit are the products of all these operations. It is worth noting that, apart from the magnitudes of the stars, these laws depend on parameters which are themselves variable. The background was dramatically rising when the satellite was crossing through the van Allen belts. Moreover background variations also occured around a star when the other field of view was close to the ecliptic plane (zodiacal light) or pointed toward the Milky Way (Wicenec & van Leeuwen, 1995). Finally, the calibration terms presented small variations during the mission. Consequently, the law of the photon counts is different from one multitransit to another.

3.2. Choice of the method of Kolmogorov-Smirnov

The standard procedure for detecting variability in light–curves is to treat the distribution of the magnitude measurements, assuming an error law. With on–ground photometry, the error law of magnitudes follows a Gauss law, so that standard statistical tests may be used. This method could not be applied to Tycho measurements since the law of the observations is rather complicated and even variable, as shown in Sect. 3.1 above.

We decided to follow the approach of the Kolmogorov-Smirnov (KS) test (see Peacock, 1983; Papoulis, 1984). The KS test is based on the difference between the cumulative distribution of the observations, and that calculated from a model. It may be applied to any continuous statistical law. Hereafter, in Sect. 3.3, we use our own model to derive the Cumulative Relative Frequency of each of the actual measurements (hereafter CRF). The CRF will be used in place of the measurements themselves, and the test will be based on the cumulative distribution of the CRF. The advantage of this approach is that the distribution of a CRF is simply the constant law, whatever the model used to derive the CRF.

In spite of its complexity, our model is not perfect and our results must be revised, as explained in Sect. 2.5. Afterward the selection threshold is optimised (Sect. 3.8), and the final selection of candidate variable stars is obtained. All the selection steps are summarized in Fig. 4, from the TPOC to the list of candidate variable stars.

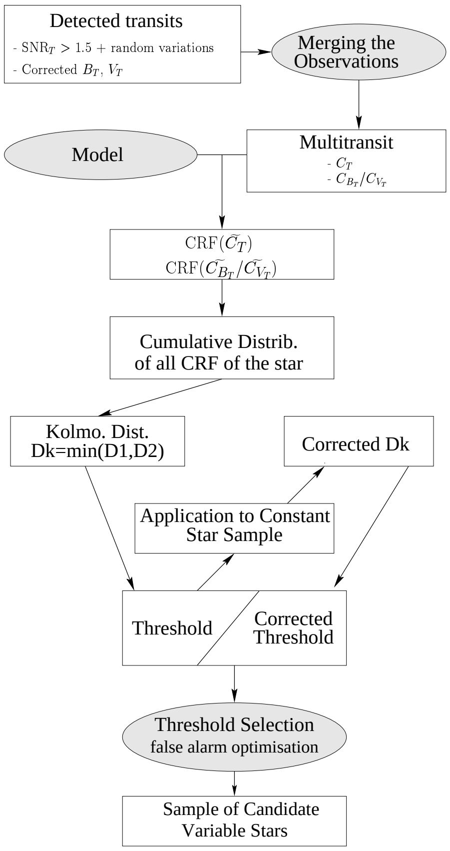


Fig. 4. Organisation of the selection of candidate variable stars.

3.3. Calculation of the CRF of a multitransit

The CRF of the T magnitude of a multitransit is the probability that T is as faint as or fainter than the magnitude actually obtained. This is also the probability that $\widetilde{C_T}$ is equal to or smaller than the sum of $\widetilde{C_{B_T}}$ and $\widetilde{C_{V_T}}$ which were actually obtained in Sect. 2.4. The calculation is done by simulation : virtual transits are generated with the same observation conditions as the actual ones, as explained in Sect. 3.1; the proportion of virtual multitransits with $\widetilde{C_T}$ smaller than the actual value is thus derived :

$$F(\widetilde{C_T}) = P(\widetilde{C_T}_{sim} \leq \widetilde{C_T}_{obs}) \tag{4}$$

At the same time, the CRF of the colour index is computed by comparing $\widetilde{C_{B_T}}/\widetilde{C_{V_T}}$ to its actual value :

$$F\left(\left(\frac{\widetilde{C_{B_T}}}{\widetilde{C_{V_T}}}\right)\right) = P\left(\left(\frac{\widetilde{C_{B_T}}}{\widetilde{C_{V_T}}}\right)_{sim} \leq \left(\frac{\widetilde{C_{B_T}}}{\widetilde{C_{V_T}}}\right)_{obs}\right) \tag{5}$$

The observations of each multitransit are therefore translated in two CRF : one for the measurement in the T-band, and one for the colour index.

3.4. Kolmogorov distances

The standard version of the KS test is based on the uniform convergence theorem between two cumulative distributions (Darling, 1957; Papoulis, 1984), which states:

$$\forall\ \epsilon > 0,\ \exists\ N : [n \geq N] \Rightarrow \max_x |G_n(x) - G(x)| \leq\ \epsilon \tag{6}$$

In other words, if the model is correct, the cumulative distribution of the observations, G_n, should not spread more than a limited distance $D_{KS} = \max_x |G_n(x) - G(x)|$ from the theoretical one, G. The universality of the KS test arises from the fact that the distribution of D_{KS} does not depend on the model tested.

If the data acquisition model is correct and if the star is constant with the assumed magnitude, the CRF obtained in Eq. (4) and (5) must follow a uniform law. The cumulative distribution of these CRF, $G(F)$ is therefore compared with the cumulative distribution of the uniform law, using a Kolmogorov-Smirnov approach. Hereafter "CRF" refers only to the CRF of the observations, as derived from our model. To avoid confusion, the cumulative relative frequency of these CRF is called "cumulative distribution".

In order to compare the cumulative distributions, we must adapt the method of determining our Kolmogorov's distance calculation. We are looking for an unexpectedly wide difference between the two distributions, corresponding both to an excess of excessively bright measurements, i.e. with a low probability of being as bright as those observed, and an excess of extremely faint measurements, i.e. with a high probability of being as bright as those observed. We are not concerned with a mean difference. However, if there is a slight difference between the assumed mean magnitude and the actual one, the observed distribution will be wholly on or under the theoretical distribution, since the majority of the measurements will have an excess of low or high probability. These curves usually correspond to false alarms and are not relevant.

On the other hand, if the actual standard deviation of the observed distribution is lower than expected, the majority of the measurements will be too close to the assumed mean magnitudes, and the distribution of CRF will show an excess of measurements which have a computed brightness probability close to 0.5. The observed distribution then will look like an "S" template, as shown in Fig. 5. This means that the star is probably constant and these cases should not be detected as variable.

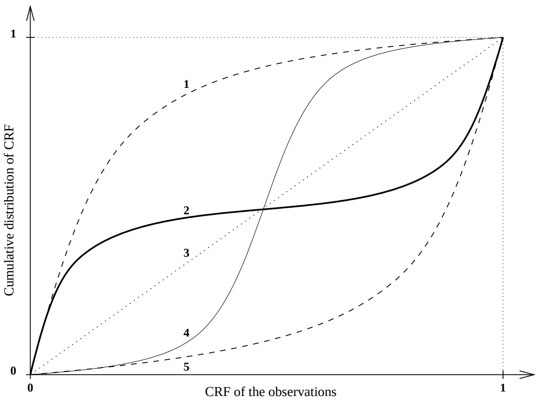


Fig. 5. Cumulative distributions of CRF. A CRF close to 0 corresponds to a faint measurement (with low probability of being fainter than was observed), and a CRF close to 1 corresponds to a bright measurement (with high probability to be fainter than was observed). Line (1) and (5) show the effect of an error in the mean magnitude, (1) : the actual magnitude is fainter than assumed, (5) : the actual magnitude is brighter than assumed. Line (3) shows the expected distribution when the magnitudes and the distribution of errors are as in the model. Line (2) shows the "N" template presenting excess of spread in the CRF distribution possibly due to variability, and line (4) shows the "S" template of a distribution less spread than expected.

In summary, only the "N" template curves correspond to significant variability in the data. Consequently, we must turn our null hypothesis into: "The cumulative distribution of CRF of the measurements does not spread more than a limited distance of the uniform distribution according to a "N" form template". We define two Kolmogorov-like distances: the greater distance on the right side under the uniform distribution D_2, and the greater distance on the left side upon the uniform distribution D_1, with D_2 to the left from D_1, as in Fig. 6:

$$D_1 = max(G(F) - G_U) \tag{7}$$

$$D_2 = max(G_U - G(F)) \tag{8}$$

where G_U indicates the cumulative distribution for the uniform law. The distances are thus defined for the T-test as for the $(B_T - V_T)$ test. We must stress that if the assumed and actual mean magnitudes differ slightly, this will generate a dissymmetry in the "N" template, favoring the great Kolmogorov's distances. In order to avoid false alarms, we considered:

$$D = min(D_1, D_2) \tag{9}$$

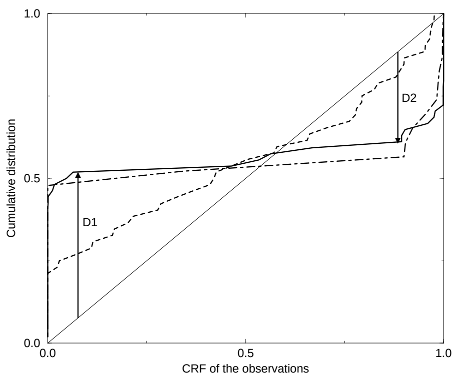


Fig. 6. Examples of cumulative distributions of CRF : the thick line shows the cumulative distribution for the known cepheid BG Lac (Tyc 3210-1636-1), the thin line shows the cumulative distribution for an uniform law, the dashed line represents an Hipparcos constant star (Tyc 2153-1005-1) and the dotted-dashed line shows the known eclipsing binary of Algol type X Tri (Tyc 1763-2733-1). The two distances D_1 and D_2 are shown (See text).

We verified that for the same theoretical false alarm rate, the minimum distance gives more variable stars and fewer false alarms than the greater, using Hipparcos known variable stars of high amplitude and Hipparcos known constant stars. We looked at the behaviour of the "N" template curves for different variability types. Non-sinusoïdal light-curves gave more or less symetrical cumulative distributions, sometimes with several very faint CRF values, but remaining within the "N" template, as in Fig. 6.

3.5. Estimation of the rejection threshold

For each star, the rejection threshold of the model, t, is the probability that D will be even larger than the value actually obtained. A small t means that it was *a priori* unlikely for the star to have such a large D if the model is correct; it is then inferred that the model may be wrong, i.e. that the star could really be variable. However, when many stars are considered, some will have large D (and, consequently, small t) just at random. Therefore, if we select all the stars having t smaller than a given threshold t_{sel} as candidate variables, t_{sel} is the proportion of stars which should be selected among those which are really constant. In other words, t_{sel} is the expected rate of false alarms, a parameter of major importance in any selection of particular objects.

For a given star, t depends on D and on the number of multitransits, n, but the dependence on n diminishes when $D\sqrt{n}$ is used in place of D, especially when n is large. We therefore calculated tables providing t as a function of $D\sqrt{n}$ for fixed values of n by simulation. The computation of each table was performed as follows : 1 000 000 sets of n virtual CRF were drawn from the constant law. For each set, $D\sqrt{n}$ was derived as explained in Sect. 3.4 above. Finally, t was derived from the proportion of simulated values which exceeded $D\sqrt{n}$.

By interpolation between these tables, t may be derived for any values of n and D. We may now check the validity of the model : when a sample of constant stars is considered, the proportion of stars with $t < t_{sel}$ should be exactly t_{sel}. In practice, we will see hereafter that the model is far from perfect, and the threshold must be revised, as explained in Sect. 3.7.

3.6. Preliminary results

We applied the test above on the sample of 752 115 Tycho stars, with the selection threshold $t_{sel} = 0.2$ %. A preliminary sample of 12 731 candidate variable stars was thus obtained with the selection upon T, and 6 955 more candidate variable stars came with the selection upon $(B_T - V_T)$. The distribution of the candidates versus T is shown in Fig. 7a. It is noticeable that the rate rises abnormally with fainter T magnitudes. We also note that it rises for extreme $(B_T - V_T)$. This indicates that the estimated counts used in the calculation are more widespread than assumed with the Poisson law. To counter this effect, an *a posteriori* correction was applied to the distances D in order to obtain the right rejection thresholds.

3.7. The rejection threshold re-visited

Since our estimations of t seemed unreliable, we needed a sample of constant stars with every magnitudes in order to compare t to the actual rate of false alarms. This sample was used to find a way to obtain corrected values of t (Sect. 3.7.2), which were used to fix the selection criterion of the candidate variable stars (Sect. 3.8).

3.7.1. The sample of known constant stars

During the Hipparcos reduction, the stars showing a constant light curve with dispersion smaller than the expected standard deviation were quoted as constant stars (micro-variability cannot be excluded, but, anyway, Tycho measurements are too inaccurate for being then altered). Consequently, from $V = 8$ to $V = 12$ mag, we have a sample of 27 055 Hipparcos constant stars. However, Hipparcos stars are usually quite bright, and we found very few faint stars among them. Fortunately, the Bordeaux CCD meridian circle, operating since January 1997, provides several measurements per star up to $V = 17$, between declination 11° and 18°, as part of the 'Méridien 2000' program (Colin et al., 1998). A sample of stars with at least 6 measurements whose standard error was less than 0.03 mag were considered as constant stars. This led to a sample of $\sim$ 4500 stars from $V = 7.8$

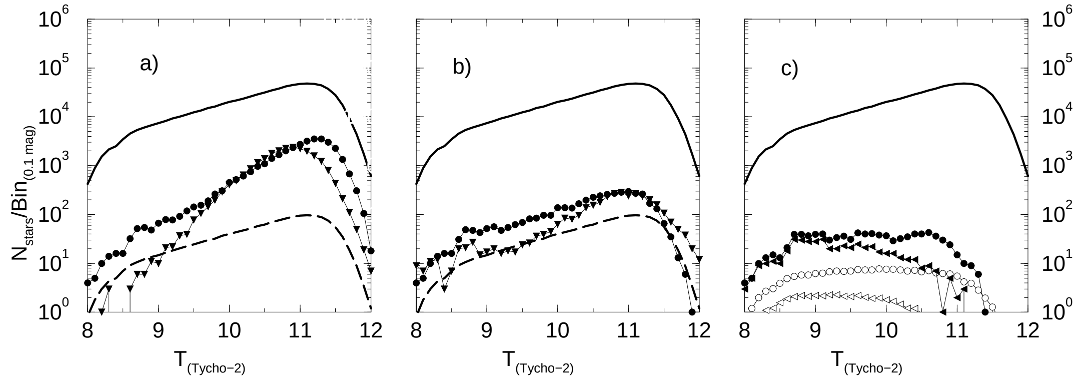


Fig. 7. Distribution of candidate variable stars using different selection criteria.
Fig. 7**a**: Distribution of the candidate variable stars of the preliminary selection with $t_{sel} = 0.2$ %. The heavy line is the total number of stars, the dashed line is the expected number of false alarms, the lined circles show the candidate variable stars detected in T magnitude, and the lined triangles the candidate variable stars detected with $(B_T - V_T)$.
Fig. 7**b**: Distribution of candidate variable stars after distance correction, with $t_{sel} = 0.2$ %. Same symbols as in Fig. 7**a**.
Fig. 7**c**: Distribution of candidate T-variable stars, selected on the basis of constant false candidate ratios. The heavy line indicates the total number of Tycho stars; the lines with full symbols show the numbers of selected stars with false candidate ratios of 20 % (circles) and 10 % (triangles); the lines with empty symbols indicate the corresponding false alarm numbers.

to $V = 12.7$, which was used to complete the Hipparcos constant star sample.

3.7.2. Correction of the distance D

The sample of constant stars is used to check if t is really the probability that a constant star will look variable. As inferred from the faint part of Fig. 7a, the proportion of false candidate variables with $t < t_{sel}$ is always larger than t_{sel}. In order to straighten t, a correction of D is sought. It appears that reliable values of t are obtained when D is corrected with the formulae :

$$D_{T\,corr} = \left(\sum_{i,j=0}^{1} \alpha_{ij} \times T^i \times (B_T - V_T)^j \right) \times D_T \qquad (10)$$

for the test on T, and

$$D_{(B_T-V_T)\,corr} = \left(\sum_{i,j=0}^{2} \alpha_{ij} \times T^i \times (B_T - V_T)^j \right) \times D_{(B_T-V_T)} \qquad (11)$$

for the test on $(B_T - V_T)$. The α_{ij} coefficients are taken from Tab. 1.

When t is derived from the corrected distances, the proportion of constant stars with $t < t_{sel}$ is exactly t_{sel}. We verified that this is true for any value of t_{sel}, and also for any value of n.

After correction of D, candidate variable stars with $t < t_{sel} = 0.2$ % are selected for the whole sample of Tycho stars. The distribution of the stars is in Fig 7b. The rate of candidate variables is now almost constant until $T \approx 11$ mag, but it decreases after.

Table 1. Coefficients α_{ij} for corrected Kolmogorov distances in Eq. 10 and Eq. 11.

		j		j		
		0	1	0	1	2
	0	1.86	0.039	14.62	−10.11	5.68
i	1	0.104	−0.004	−2.62	2.04	−1.16
	2	–	–	0.123	−0.10	0.06

3.8. The false alarm optimisation

The correction above leads to a false alarm rate which is related to the total number of constant stars. Since we can detect only variables with large amplitudes, the proportion of variables is rather small in our sample, and the number of false alarms is approximately $t_{sel} \times N$, where N is the number of stars in the tested sample. However, the number of candidate variables is $n(t < t_{sel})$, which is the sum of the false alarms and of the true variable stars. Therefore, the efficiency of our selection is not evaluated by t_{sel} alone, but by the ratio of false candidates among the selection :

$$r_{fc} = \frac{n(t < t_{sel})}{t_{sel} \times N} \qquad (12)$$

We want a selection with a constant – and hopefully small – r_{fc}, whatever the magnitude of the stars. This is obtained by making t_{sel} a function of T.

The selection was revised using several values of r_{fc}. The distributions of T of the candidate variable stars are plotted in Fig. 7c for $r_{fc} = 20$ and 10 %. It appears in this figure that increasing r_{fc} from 10 to 20 % adds only a few more stars brighter than 9 mag; therefore, these additional bright stars include a large proportion of false candidates, since $r_{fc} = 10$ % is sufficent to select the large amplitude variables. At the opposite end, the number of stars increases a lot in range $T \in]9, 11]$ when r_{fc} is changed from 10 to 20 %. That means that the faint variables with large amplitudes are then close to the detection limit. Since we want to select the faint variable stars, we made our final selection with the false candidate ratio $r_{fc} = 20$ % rather than 10 %. This results in increasing the number of candidate variables from 487 to 954, but the number of actual variables should then be 763 instead of 438.

The selection thresholds for $r_{fc} = 20$ % are as follows :

$$t_{T\,sel}(r_{fc} = 20\%) = \\ 0.0134 - 0.0022 \times T + 9.33 \times 10^{-5} \times T^2 \tag{13}$$

and

$$t_{(B_T-V_T)\,sel}(r_{fc} = 20\%) = \\ 0.0103 - 0.0020 \times T + 9.96 \times 10^{-5} \times T^2 \tag{14}$$

However, these thresholds were derived from fits which are valid only up to $T \approx 11$ mag : It is easy to see in Fig. 7c that the number of candidates stars converges with the number of false candidates in the range $T \in]11, 11.5]$. Improving the fits would be useless, however, since the range $T > 11$ mag would then contain very few candidates, as the Tycho observations are far too inaccurate for variability detection among so faint stars. It is noteworthy that the limit of our selection coincides with the completeness limit of the Tycho catalogue.

4. Results

4.1. The final selection of candidate variables

With a false candidate ratio of 20 % in T, 954 candidates were selected, including 191 false alarms; 374 stars are already known to be variable in Hipparcos, GCVS or NSV. Among the remaining 580 suspected variable stars, 22 are flagged as constant by Hipparcos, one is found to be variable by Hipparcos but with an amplitude smaller than 0.06 mag, 39 are not detected as variable by Hipparcos, and one is a constant from the Bordeaux CCD meridian circle. Five hundred and fifty-eight stars are likely to be identified in an incoming paper; the number of false alarms among then should be 128, since 63 stars were already pointed out by Hipparcos, leaving us with about 390 true new variable stars.

With a false candidate rate of 20 % in $(B_T - V_T)$, a further 141 candidates were selected, 4 of which were already in the T-selection above. Merging both selections, we obtained a list of 1091 candidate variable stars, containing 379 already known in Hipparcos, GCVS or NSV. The 712 remaining candidates contain 28 Hipparcos constant stars, two of which were found to be variable by Hipparcos but with an amplitude smaller than 0.06 mag; 49 are not identified as variables by Hipparcos — again, one is a constant from the Bordeaux CCD meridian circle. Finally, we have a sample of 634 suspected new variable stars; the number of false alarms among them should be 138, since 80 were already identified in Hipparcos. About 496 true new variable stars are expected.

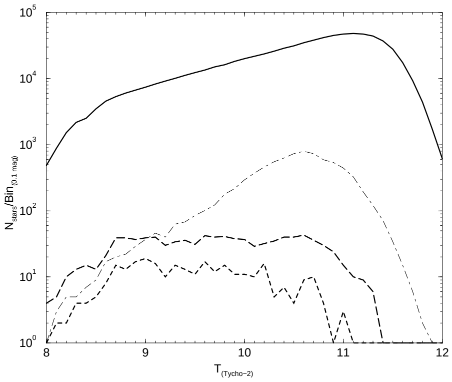


Fig. 8. The new selection of variable stars compared with that in the Tycho catalogue. The thin dotted-dashed line gives the stars flagged as "strong evidence of variability" in the Tycho catalogue. The heavy long-dashed is the distribution of all the candidate variable stars in our sample, and in heavy short-dashed line the stars flagged as variables and recovered in our sample.

The intersection between our selection and the "variability flag" in the Tycho catalogue is shown in Fig. 8. Only 30 % of our selection showed "strong evidence of variability", and the two selections look very different for $T > 9$ mag.

The distribution of variable stars previously known in GCVS or NSV catalogues is shown in Fig. 9a. It is noticeable that the fainter the magnitude, the lower the proportion of stars already known as variable.

4.2. Completeness of variability detection

The distributions of magnitudes of variable stars previously known in the Hipparcos catalogue are displayed in Fig. 9b, differentiating populations with the variation amplitude. It seems that the Hipparcos sample of variable stars with amplitude above 0.06 mag is complete for stars fainter than $T = 8$ mag. This is due to the selection of the stars from the Hipparcos programme, which is com-

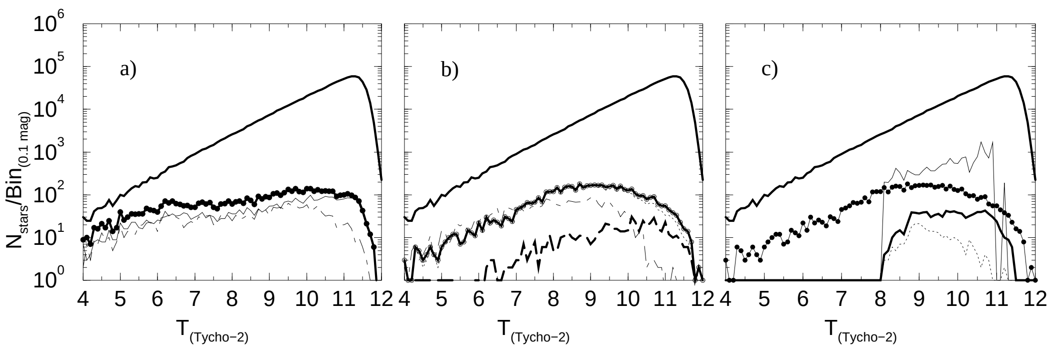


Fig. 9. Distribution of known variable stars in the Tycho Catalogue. The heavy line is the total number of Tycho stars in each window.
Fig. 9**a**: The known variable stars in the Tycho Catalogue. The thin line shows the stars flagged as known in the GCVS, the dotted-dashed thin line corresponds to the NSV flag, and the circled heavy line shows the sum.
Fig. 9**b**: Hipparcos variable stars distribution in the Tycho catalogue. The dashed line is the distribution of faint amplitude ($<$ 0.06 mag.) Hipparcos variable stars. The dotted line gives the variable stars having an amplitude between 0.06 and 0.6 mag, and amplitudes larger than 0.6 mag are in the heavy dashed line. The circled line is for all amplitudes larger than 0.06 mag.
Fig. 9**c**: Variable stars distribution in the Tycho catalogue. Our sample of candidate variable stars is in heavy line, and the circled line gives the Hipparcos known variables with amplitude larger than 0.06 mag. The dotted line shows the Hipparcos variables which were recovered in our selection, and the thin line is the distribution of variable stars extrapolated from the efficiency of our search.

plete up to $V = 7.3 - 9$ mag, (the limit depends on the galactic latitude), but also to the fact that Hipparcos was fully efficient to detect variability with amplitude above 0.06 mag among stars brighter than 8 mag. The proportion of variables with amplitude larger than 0.06 mag, as derived from the Hipparcos stars with T between 4 and 8 mag is 5 %. This proportion is to compared with that among stars between 8 and 11 mag, which is derived hereafter.

The efficiency of our variability search may be estimated from the proportion of Hipparcos variable stars with amplitude larger than 0.06 magnitude which were recovered in our sample. The corrected distribution of variables was thus calculated (Fig. 9c). It appears that, for T between 8 and 11 mag, the proportion of variables is 5 %, the same as among the stars brighter than 8 mag. This means that some 23 700 stars of the $\sim$ 473 800 Tycho stars brighter than $T = 11$ mag should be variable. Five thousand three hundred and thirty variable stars are already known to us from Hipparcos and this search should finally add 496 stars. There are still some 17 800 stars with amplitudes larger than 0.06 mag as yet undiscovered in the Tycho measurements.

Similarly, we estimate there are about 1500 stars with amplitudes larger than 0.6 mag. Some 550 of these are already quoted in Hipparcos, and a large number of our candidate variables are probably in this category of variability amplitude.

4.3. Cross-identification with other catalogues of variable stars

None of the stars found by the ASAS project are common with our sample (Pojmański, 1998) , since most are in the missing zones of the Tycho Epoch Photometry Catalogue. Likewise, no stars found in the preliminary list of the ROTSE experiment were recovered, as most are too faint for Tycho.

Table 2. Stars cross identified with other catalogues

Tycho id.			*other id.*		*Source*
2724	1872	1	*RZ*	*Peg*	*Behlen*
2549	677	1	2549	677	*Makarov*
1466	869	1	1466	869	*Makarov*
3038	566	1	*DU*	*Boo*	*Kazarovets*
1073	1391	1	20 15 53.6	+7 40 13.3	*Kazarovets*(*J*2000)
5495	421	1	5495	421	*Koen*
7079	334	1	7079	334	*Koen*
7850	1060	1	7850	1060	*Koen*
8442	1011	1	8442	1011	*Koen*
3600	2	1	*V*1719	*Cyg*	*Rodriguez*
3425	1038	1	*BE*	*Lyn*	*Rodriguez*
5926	1034	1	*RY*	*Lep*	*Rodriguez*
6638	779	1	*KZ*	*Hya*	*Rodriguez*
8428	217	1	*RS*	*Gru*	*Rodriguez*

Two stars in our sample are in the Woitas' list of Tycho variable stars, corrected by Kazarovets (Woitas, 1997; Kazarovets, 1999), and two more are in the list published during the Tycho reduction by Makarov et al. (1994). Five stars are common with the new Catalogue of δ Scuti stars published by Rodríguez et al., 2000, and one is already mentioned in the Behlen Observatory Survey (Schmidt & Seth, 1996). Koen & Schumann, 1999 pointed out 70 stars using Tycho photometry, but 19 were flagged with an "X" for dubious astrometry in the Tycho catalogue and are not treated in our search; 10 were brighter than our restricted magnitude region, 11 were in missing zones, and amongst the remaining 30, only four show a significant variability.

4.4. Description of the candidate variable star catalogue

The 1091 resulting variable stars are available through the Vizier service of the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.125.5) or via http://cdsweb.u-strasbg.fr/Abstract.html, but a sample is provided in Tables 3 and 4. The content is as follows:

- The Tycho identifications, constructed with the GSC zone number, the number of the star in the zone, and the component number.
- The equatorial (ICRS) coordinates in degrees, for the epoch J1991.25, taken from the Tycho Catalogue,
- The Hipparcos number if any,
- Variability type identifications in Hipparcos if any (field P5 in the Variability Annex of the Hipparcos catalogue),
- Number of detected transits used in our variability search,
- The mean B_T magnitude from Tycho-2,
- The mean V_T magnitude from Tycho-2,
- t_T : the probability for a constant star appearing as variable in the T channel. For stars with measurements less widely distributed than expected, the Kolmogorov distance is set to zero and the probability to an arbitrary value of 0.75,
- $t_{B_T-V_T}$: idem for $B_T - V_T$,
- Am is the amplitude flag from Hipparcos (field H6). 1 means amplitude less than 0.06 magnitude, 2 is for amplitude between 0.06 and 0.6 magnitude, and 3 is for amplitude larger than 0.6 magnitude,
- The H flag notes the Periodic or Unsolved stars in the Hipparcos variability search (field H52).
- The G flag notes identification with GCVS variable stars, updated according to the General Catalogue of Variable Stars published in 1998,
- The V flag is the variability flag from the Tycho Catalogue (field T48). W notes weak indication of variability. U notes apparent variability probably due to duplicity and it is only set when the duplicity flag is set at R or S. The V flag is set for strong evidence of variability.
- The D flag is the duplicity flag from Tycho Catalogue (field T49). D denotes duplicity that is clearly indicated in the Tycho data, R for weak indication of duplicity, S for duplicity suspected but uncertain, Y when no indication of duplicity was found, and Z when the star has not been investigated for duplicity,
- An is the flag marking either Annex A or Annex B of the Tycho Epoch Photometry Annexes (field T50),
- GCVS name of the star if any,
- the cross-identification flag: the first name initial of the author of catalogue as given in the table 2.

A preliminary study of the sample already gave some new RR Lyræ, δ Scuti, EB, EW, EA, SR Andronov et al. (2000). A complete study will be published soon.

5. Conclusion

We present a new search of variable stars among the Tycho catalogue, which is devoted to the faint stars. In spite of difficulties arising from the complexity of the data acquisition process in the Tycho programme, we obtained a reliable selection of stars likely to be variable. Our research did not take account of the faintest Tycho stars, but our method is efficient up to the completeness limit of the Tycho catalogue.

Apart from several variable stars already identified, our list includes 496 variable stars previously undiscovered. This is about 7 times more than the selection of Koen & Schumann, 1999. The variability types and the periods of these new variables will be derived in a forthcoming paper.

Acknowledgements. The authors would like to thank Photis Nobelis for fruitful discussions and Margaret Nelson for correcting the English. We thank the referee, Floor van Leeuwen, for his comments.

References

Akerlof, C., Amrose, S., Balsano, R., Bloch, J., Casperson, D., Fletcher, S., Gisler, G., Hills, J., Kehoe, R., Lee, B., Marshall, S., McKay, T., Pawl, A., Schaefer, J., Szymanski, J., & Wren, J. 2000, *AJ*, 119, 1901

Alcock, C., Allsman, R. A., Alves, D. R., Axelrod, T. S., Becker, A. C., Bennett, D. P., Bersier, D. F., Cook, K. H., Freeman, K. C., Griest, K., Guern, J. A., Lehner, M., Marshall, S. L., Minniti, D., Peterson, B. A., Pratt, M. R., Quinn, P. J., Rodgers, A. W., Stubbs, C. W., Sutherland, W., Tomaney, A., Vandehei, T., & Welch, D. L. 1999, *AJ*, 117, 920

Andronov, I. L., Cuypers, J., & Piquard, S. 2000, in ASP Conf. Ser. 203: IAU Colloq. 176: The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research, 64–65

Bässgen, G., Wicenec, A., Andreasen, G. K., Høg, E., Wagner, K., & Wesselius, P. 1992, *A&A*, 258, 186

Colin, J., Daigne, G., Ducourant, C., & et al. 1998, in Brosche, P and Dick, W.R. and Schwarz, O. and Wielen, R., Vol. 3, The Message of the Angles, ed. P. Brosche,

Table 3. Left-hand page of the table

Tycho − id.			*Coordinates*		*Hip*	*Type*	*N*	B_T	V_T
2549	677	1	213.99251657	34.43759537	69695	*I*	193	10.487	8.581
2554	1272	1	220.30577234	31.57213020	71802	*SRB*	104	9.542	8.174
2557	818	1	219.81605076	32.53952789	71644	*SRB*	200	9.832	8.378
2563	1338	1	230.34983708	31.36741257	75143	*M*	184	10.281	9.308
2583	823	1	245.14571892	34.62786865	80073		125	10.552	9.095

Table 4. Right-hand page of the table

Tycho − id.			t_T	$t_{B_T-V_T}$	*Am*	*H*	*G*	*V*	*D*	*An*	*name*		*Cross − id*
2549	677	1	0.0000000	0.7500000	2	*U*		*U*	*R*	*B*			*M*
2554	1272	1	0.0000000	0.7500000	3	*U*	*G*	*V*	*Y*	*A*	*RW*	*Boo*	
2557	818	1	0.0000047	0.7500000	2	*U*	*G*	*V*	*Y*	*A*	*RV*	*Boo*	
2563	1338	1	0.0000000	0.0010489	3	*P*	*G*	*V*	*Y*	*A*	*S*	*CrB*	
2583	823	1	0.0000000	0.1351794	2	*U*		*V*	*Y*	*A*			

W. Dick, O. Schwarz, & R. Wielen (Harri Deutsch, Frankfurt), 133

Darling, D. 1957, Annales of Mathematical Statistics, 29, 823

de Laverny, P., Beaulieu, J. P., Asplund, M., Kilkenny, D., Renault, C., Ferlet, R., Marquette, J. B., Vidal-Madjar, A., Maurice, E., Prevot, L., Aubourg, E., Bareyre, P., Bauer, F., Brehin, S., Coutures, C., de Kat, J., Gros, M., Laurent, B., Lachieze-Rey, M., Lesquoy, E., Magneville, C., Milsztajn, A., Moscoso, L., Queinnec, F., Rich, J., Spiro, M., Vigroux, L., Zylberajch, S., Ansari, R., Cavalier, F., & Moniez, M. 1998, *A&A*, 335, L93

Egret, D. & Heck, A. . 1999, *PASP*, 111, 123

ESA SP-1200. 1997, "The Hipparcos and Tycho Catalogues: Construction of the Tycho catalogue", Vol. 4

Eyer, L. & Grenon, M. 1997, ESA SP-402: Hipparcos - Venice '97, 402, 467

Friedrich, S., König, M., & Wicenec, A. 1997, ESA SP-402: Hipparcos - Venice '97, 402, 441

Großmann, V. 1997, in The Hipparcos and Tycho Catalogues: Construction of the Tycho catalogue, ed. ESA, Vol. 4, *ESA SP-1200*, 123–131

Großmann, V., Wicenec, A., Makarov, V., & Halbwachs, J.-L. 1997, in The Hipparcos and Tycho Catalogues: Construction of the Tycho catalogue, ed. ESA, Vol. 4, *ESA SP-1200*, 267–281

Halbwachs, J.-L. 1997, in The Hipparcos and Tycho Catalogues: Construction of the Tycho catalogue, ed. ESA, Vol. 4, *ESA SP-1200*, 133–147

Høg, E. 1997, in The Hipparcos and Tycho Catalogues: Construction of the Tycho catalogue, ed. ESA, Vol. 4, *ESA SP-1200*, 15–30

Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Bastian, U., Schwekendiek, P., Wicenec, A., Urban, S., Corbin, T., & Wycoff, G. 2000a, *A&A*, 357, 367

Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwekendiek, P., & Wicenec, A. 2000b, *A&A*, 355, L27

Kazarovets, E. V. 1999, Information Bulletin on Variable Stars, 4662

Koen, C. & Schumann, R. 1999, *MNRAS*, 310, 618

Maceroni, C. & Rucinski, S. M. 1999, *AJ*, 118, 1819

Makarov, V., Bastian, U., Høg, E., Großmann, V., & Wicenec, A. 1994, Information Bulletin on Variable Stars, 4118

Mauder, H. & Høg, E. 1987, *A&A*, 185, 349

Papoulis, A. 1984, Probability, random variables and stochastic processes (New York: McGraw-Hill)

Peacock, J. A. 1983, *MNRAS*, 202, 615

Pojmański, G. 1997, Acta Astronomica, 47, 467

—. 1998, Acta Astronomica, 48, 35

Rodríguez, E., López-González, M. J., & López de Coca, P. 2000, *A&AS*, 144, 469

Schmidt, E. G. & Seth, A. 1996, *AJ*, 112, 2769

Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J., Kubiak, M., & Mateo, M. 1992, Acta Astronomica, 42, 253

van Leeuwen, F. 1997, Space Science Reviews, 81, 201

Wicenec, A. & van Leeuwen, F. 1995, *A&A*, 304, 160

Woitas, J. 1997, Information Bulletin on Variable Stars, 4444

Bibliographie

Aerts, C., Eyer, L., et Kestens, E., 1998, *The discovery of new gamma Doradus stars from the HIPPARCOS mission*, *A&A*, **337**, 790

Akerlof, C., Amrose, S., Balsano, R., Bloch, J., Casperson, D., Fletcher, S., Gisler, G., Hills, J., Kehoe, R., Lee, B., Marshall, S., McKay, T., Pawl, A., Schaefer, J., Szymanski, J., et Wren, J., 2000, *ROTSE All-Sky Surveys for Variable Stars. I. Test Fields*, *AJ*, **119**, 1901

Alcock, C., Allsman, R. A., Alves, D. R., Axelrod, T. S., Becker, A. C., Bennett, D. P., Bersier, D. F., Cook, K. H., Freeman, K. C., Griest, K., Guern, J. A., Lehner, M., Marshall, S. L., Minniti, D., Peterson, B. A., Pratt, M. R., Quinn, P. J., Rodgers, A. W., Stubbs, C. W., Sutherland, W., Tomaney, A., Vandehei, T., et Welch, D. L., 1999, *The MACHO Project LMC Variable Star Inventory. VIII. The Recent Star Formation History of the Large Magellanic Cloud from the Cepheid Period Distribution*, *AJ*, **117**, 920

Andronov, I. et Chinarova, L., 1997, *On Statistical Properties of Test Functions in non-parametric methods for Periodogramm Analysis*, *Kinematics and Physics of Celestial Bodies*, **13(6)**, 55

Andronov, I. L., Cuypers, J., et Piquard, S., 2000, *Light Curve Analysis of Tycho Variable Stars*, dans *ASP Conf. Ser. 203 : IAU Colloq. 176 : The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*, pp 64–65

Arnett, W. D., 1982, *The nature of supernovae as determined from their light curves*, dans *NATO ASIC Proc. 90 : Supernovae : A Survey of Current Research*, pp 221–251

Baade, W., 1944, *The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula*, *ApJ*, **100**, 137

Bässgen, G., Wicenec, A., Andreasen, G. K., Høg, E., Wagner, K., et Wesselius, P., 1992, *TYCHO Transit Detection*, *A&A*, **258**, 186

Bastian, U. et Wicenec, A., 1997, *Satellite Data Processing*, dans *Construction of the TYCHO Catalogue*, *ESA SP-1200*, Vol. 4, Chap. 4, pp 43–71

Berdnikov, L. N., 1998, *Classification of TY Herculis*, *Informational Bulletin on Variable Stars*, **4638**, 1+

Bertelli, G., Bressan, A., et Chiosi, C., 1992, *Setting the clock of stellar models*, *ApJ*, **392**, 522

Burke, E. W., Rolland, W. W., et Boy, W. R., 1970, *A photoelectric study of magnetic variable stars.*, *Jour. Roy. Astron. Soc.*, **64**, 353

Chiosi, C., Bertelli, G., et Bressan, A., 1992a, *New developments in understanding the HR diagram*, *ARA&A*, **30**, 235

Chiosi, C., Bressan, A., Wood, P. R., Bertelli, G., et Mateo, M., 1992b, *On the mass discrepancy of the Cepheid stars*, *ApJ*, **385**, 205

Chiosi, C., Wood, P., Bertelli, G., et Bressan, A., 1992c, *On the instability strip of the Cepheid stars*, *ApJ*, **387**, 320

Chiu, L.-G., 1980, *Classification of stellar populations and luminosity classes from accurate proper motions*, *ApJS*, **44**, 31

Christensen-Dalsgaard, J., 1998, *Lecture Notes on Stellar Oscillations*, http ://astro.ifa.au.dk/ jcd/oscilnotes/, Fourth edition

Colin, J., Daigne, G., Ducourant, C., et al., 1998, *Astrometry from 1798 to 1998*dans *The Message of the Angles*, , P. Brosche, W. Dick, O. Schwarz, et R. Wielen (eds.), Vol. 3 de *Brosche, P and Dick, W.R. and Schwarz, O. and Wielen, R.*, p. 133, Harri Deutsch, Frankfurt

Cox, J. P., 1974, *Pulsating stars*, *Reports of Progress in Physics*, **37**, 563

Darling, D. A., 1957, *The Kolmogorov-Smirnov, Cramér-von Mises tests*, *Annals of Mathematical Statistics*,

Deeming, T. J., 1975, *Fourier Analysis with Unequally-Spaced Data*, *Ap&SS*, **36**, 137

Delmotte, N., 2000, *Les étoiles doubles à grande séparation dans le catalogue Tycho–2*, Stage de DEA, Observatoire astronomique de Strasbourg

Duchêne, G., Bouvier, J., Eislöffel, J., et Simon, T., 2000, *Statistical Properties of Visual Binaries as Tracers of the Formation and Early Evolution of Young Stellar Cluster*, dans *From Darkness to light*

Dworetsky, M. M., 1983, *A period-finding method for sparse randomly spaced observations or "how long is a piece of string"*, *MNRAS*, **203**, 917

Egret, D., 1992, *Le programme Tycho*, dans *Hipparcos, une nouvelle donne pour l'astronomie*, , D. Benest et C. Froeschle (eds.), SFSA, pp 119–135

Egret, D., Halbwachs, J.-L., et Hameury, J.-M., 2000, *Etoiles doubles, des étoiles à grandes séparations aux binaires X*, Observatoire Astronomique de Strasbourg et Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique

Egret, D. et Heck, A., 1999, *Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-Hipparcos ERA*, *PASP*, 111

ESA, 1997a, *The HIPPARCOS and TYCHO Catalogues : Construction of the TYCHO catalogue*, *ESA SP-1200*, 4

ESA, 1997b, *The HIPPARCOS and TYCHO Catalogues : Introduction and Guide to the Data*, *ESA SP-1200*, 1

ESA, 1997c, *The HIPPARCOS and TYCHO Catalogues : The Hipparcos Satellite Operations*, *ESA SP-1200*, 2

Eyer, L., 1998, *Les étoiles variables de la mission HIPPARCOS*, *Thèse*, université de Genève

Eyer, L. et Bartholdi, P., 1999, *Variable stars : Which Nyquist frequency ?*, *A&AS*, **135**, 1

Eyer, L. et Grenon, M., 1997, *Photometric Variability in the HR Diagram*, *ESA SP-402 : Hipparcos - Venice '97*, **402**, 467

Fabricius, C. et Großmann, V., 1997, *Contents of the TYCHO Catalogue*, dans *Construction of the TYCHO Catalogue*, *ESA SP-1200*, Vol. 4, Chap. 16, pp 219–242

Falin, J. L. et Mignard, F., 1999, *Mining in the HIPPARCOS raw data*, *A&AS*, **135**, 231

Fitzpatrick, E. L., Ribas, I., Guinan, E. F., DeWarf, L. E., Maloney, F. P., et Massa, D. L., 2000, *The Distance to the Large Magellanic Cloud from Eclipsing Binaries*, dans *American Astronomical Society Meeting*, Vol. 196, p. 2806

Flammarion, C., Flammarion, G., et Danjon, A., 1955, *Astronomie populaire, édition révisée*, Flammarion

Friedrich, S., Koenig, M., et Wicenec, A., 1997, *Search for Variables in the TYCHO Epoch Photometry Annex B*, *ESA SP-402 : Hipparcos - Venice '97*, **402**, 441

Gautschy, A. et Saio, H., 1995, *Stellar Pulsation Across The HR Diagram : Part I*, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, **33**, 75

Gautschy, A. et Saio, H., 1996, *Stellar Pulsation Across The HR Diagram : Part II*, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, **34**, 551

Goodricke, 1783, *A series of observations on, and a Discovery of, the Period of the Variation of the Light of the Bright star in the Head of Medusa, called Algol*, *The Philosophical Transaction of the Royal Society of London*, LXXIII(XXVI)

Gould, A. et Popowski, P., 1998, *Systematics of RR Lyrae Statistical Parallax. III. Apparent Magnitudes and Extinctions*, *ApJ*, **508**, 844

Groenewegen, M. A. T., 1999, *I- and JHK-band photometry of classical Cepheids in the HIPPARCOS catalog*, *A&AS*, **139**, 245

Groot, P., Everett, M., Howell, S., Vreeswijk, P., Huber, M., et van Paradijs, J., 1999, *Going Faint and Variable : The Faint Sky Variability Survey*, dans *American Astronomical Society Meeting*, Vol. 195, p. 8003

Großmann, V., 1997, *Photometric Analysis of Transit Data*, dans *Construction of the TYCHO catalogue*, *ESA SP-1200*, Vol. 4, Chap. 8, pp 124–131, Tab. 8.1

Großmann, V., Bässgen, G., Evans, D. W., Grenon, M., Grewing, M., Halbwachs, J.-L., Høg, E., Mauder, H., Snijders, M. A. J., Wagner, K., et Wicenec, A., 1995, *Results on TYCHO photometry*, *A&A*, **304**, 110

Halbwachs, J.-L., 1997, *De-censored Magnitudes of Faint Stars*, dans *Construction of the TYCHO Catalogue*, *ESA SP-1200*, Vol. 4, Chap. 9, pp 133–147

Halbwachs, J.-L., di Meo, T., Grenon, M., Großmann, V., Høg, E., et Wicenec, A., 1997, *The De-censoring of the Faint Stars in TYCHO Photometry.*, *A&A*, **325**, 360

Hearnshaw, J. B., Bond, I. A., Rattenbury, N. J., Noda, S., Takeuti, M., Abe, F., Carter, B. S., Dodd, R. J., Honda, M., Jugaku, J., Kabe, S., Kilmartin, P. M., Koribalski, B. S., Matsubara, Y., Masuda, K., Muraki, Y., Nakamura, T., Nankivell, G. R., Reid, M., Rumsey, N. J., Saito, T., Sato, H., Sekiguchi, M., Sullivan, D. J., Sumi, T., Watase, Y., Yanagisawa, T., Yock, P. C. M., et Yoshizawa, M., 2000, *Photometry of Pulsating Stars in the Magellanic Clouds as Observed in the MOA Project*, dans *ASP Conf. Ser. 203 : IAU Colloq. 176 : The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*, pp 31–37

Heck, A. et Fernley, J., 1998, *About statistical-parallax algorithms*, *A&A*, **332**, 875

Heck, A., Manfroid, J., et Mersch, G., 1985, *On period determination methods*, *A&AS*, **59**, 63

Høg, E., Bässgen, G., Bastian, U., Egret, D., Fabricius, C., Großmann, V., Halbwachs, J.-L., Makarov, V. V., Perryman, M. A. C., Schwekendiek, P., Wagner, K., et Wicenec, A., 1997, *The TYCHO Catalogue*, *A&A*, **323**, L57

Høg, E., Bastian, U., Egret, D., Grewing, M., Halbwachs, J.-L., Wicenec, A., Bässgen, G., Bernacca, P. L., Donati, F., et Kovalevsky, J., 1992, *TYCHO Data Analysis - Overview of the Adopted Reduction Software and First Results*, *A&A*, **258**, 177

Høg, E., Bastian, U., Halbwachs, J.-L., van Leeuwen, F., Lindegren, L., Makarov, V. V., Pedersen, H., Petersen, C. S., Schwekendiek, P., Wagner, K., et Wicenec, A., 1995, *TYCHO Astrometry from Half of the Mission*, *A&A*, **304**, 150

Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Bastian, U., Schwekendiek, P., Wicenec, A., Urban, S., Corbin, T., et Wycoff, G., 2000a, *Construction and Verification of the Tycho-2 Catalogue*, *A&A*, **357**, 367

Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwekendiek, P., et Wicenec, A., 2000b, *The Tycho-2 Catalogue of the 2.5 million Brightest Stars*, *A&A*, **355**, L27

Høg, E., Jaschek, C., et Lindegren, L., 1982, *Tycho : A planned Astrometric and Photometric Survey from Space*, Technical report, *ESA*

Hube, D. P. et Walker, E. N., 1976, *HD 73340 a possibly periodic spectrum variable.*, *A&A*, **50**, 55

Iben, I. et Renzini, A., 1983, *Asymptotic giant branch evolution and beyond*, *ARA&A*, **21**, 271

Jones, B. J. T. et Wyse, R., 1983, *The formation of disc galaxies*, *A&A*, **120**, 165

Jurkevich, I., 1971, *A Method of Computing Periods of Cyclic Phenomena*, *Ap&SS*, **13**, 154

Kaye, A. B., Handler, G., Krisciunas, K., Poretti, E., et Zerbi, F. M., 1999, *Gamma Doradus Stars : Defining a New Class of Pulsating Variables*, *PASP*, **111**, 840

Kazarovets, E. V., 1999, *On Identifications of New Variable Stars*, *Informational Bulletin on Variable Stars*, **4662**, 1

Kazarovets, E. V., Samus, N. N., et Durlevich, O. V., 2000, *The 75th Name-List of Variable Stars*, *Informational Bulletin on Variable Stars*, **4870**, 1

Kendall, M. et Stuart, A., 1977, *The Advanced Theory of Statistics. Vol.1 : Distribution Theory*, London : Griffin, 1977, 4th ed.

Kilpio, E., Malkov, O., Kharchenko, N., et Schilbach, E., 2000, *Mira Variables : Statistical Parallaxes, Kinematics and Period-Luminosity Relation*, dans *ASP Conf. Ser. 203 : IAU Colloq. 176 : The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*, pp 128–129

Koen, C. et Laney, D., 2000, *Rapidly oscillating M giant stars ?*, *MNRAS*, **311**, 636

Koen, C. et Schumann, R., 1999, *Sinusoidal Variables from the Tycho Epoch Photometry Annex*, *MNRAS*, **310**, 618

Lafler, J. et Kinman, T. D., 1965, *An RR Lyrae Star Survey with The Lick 20-INCH Astrograph II. The Calculation of RR Lyrae Periods by Electronic Computer.*, *ApJS*, **11**, 216

Layden, A.-C., 1999, *Absolute Magnitudes Derived Using the Statistical Parallax Method*, dans *ASSL Vol. 237 : Post-Hipparcos cosmic candles*, p. 37

Le Bertre, T., Lebre, A., et Waelkens, C. (eds.), 1999, *Asymptotic Giant Branch Stars*, Vol. 191

Luyten, W. J., 1922, *On the relation between parallax, proper motion, and apparent magnitude*, *Lick Observatory Bulletin*, **336**, 135

Macchetto, F. D., 1999, *The Distance Scale from Supernovae IA*, dans *ASP Conf. Ser. 167 : Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-HIPPARCOS Era*, pp 217–229

Makarov, V., Bastian, U., Høg, E., Großmann, V., et Wicenec, A., 1994, *35 New Bright Medium- and High-Amplitude Variables Discovered by the TYCHO Instrument of the HIPPARCOS Satellite*, *Informational Bulletin on Variable Stars*, **4118**, 1

Marshall, S., Akerlof, C., Kehoe, R., Lee, B., McKay, T., Bloch, J., Casperson, D., Fletcher, S., Gisler, G., Partridge, G., Priedhorsky, W., Roussel-Dupre, D., et Szymanski, J., 1997, *The ROTSE Project*, dans *American Astronomical Society Meeting*, Vol. 191, p. 4815

Mauder, H. et Høg, E., 1987, *Expected Number of New Variable Stars by TYCHO Photometry with HIPPARCOS*, *A&A*, **185**, 349

Melchior, A.-L., Hughes, S. M. G., et Guibert, J., 2000, *AGAPEROS : Searching for variable stars in the LMC Bar with the Pixel Method. I. Detection, astrometry and cross-identification*, *A&AS*, **145**, 11

Mihalas, D. et Binney, J., 1981, *Galactic astronomy : Structure and kinematics /2nd edition/*, San Francisco, CA, W. H. Freeman and Co., 1981. 608 p.

Mochejska, B. J., Kaluzny, J., Stanek, K. Z., Sasselov, D. D., et Szentgyorgyi, A. H., 2001, *DIRECT Distances to Nearby Galaxies Using Detached Eclipsing Binaries and Cepheids. VII. Additional Variables in the Field M33A Discovered with Image Subtraction*, *AJ*, **121**, 2032

Molenberghs, G., Aerts, C., et De Cat, P., 1999, *An improved method for the determination of the orbital parameters of a binary system that contains a pulsating component*, *A&AS*, **135**, 383

Nelson, C. A., Cook, K. H., Popowski, P., et Alves, D. R., 2000, *The Distance to the Large Magellanic Cloud via the Eclipsing Binary HV 2274*, *AJ*, **119**, 1205

Oudmaijer, R. D., Groenewegen, M. A. T., et Schrijver, H., 1998, *The Lutz-Kelker bias in trigonometric parallaxes*, *MNRAS*, **294**, L41

Paczynski, B., Stanek, K. Z., Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J., Kubiak, M., Mateo, M., Krzeminski, W., et Preston, G. W., 1995, *The Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE)*, dans *American Astronomical Society Meeting*, Vol. 187, pp 1407+

Park, H. S., Porrata, R. A., Williams, G. G., Ables, E., Band, D. L., Barthelmy, S. D., Bionta, R. M., Cline, T. L., Fishman, G. J., Gehrels, N., Hartmann, D., Hurley, K., Kouveliotou, C., et Meegan, C. A., 1999, *LOTIS : GRB follow-up observations at early times*, *A&AS*, **138**, 577

Pelat, D., 1997, *Bruits et Signaux*, Pelat, D.

Perryman, M. A. C., Høg, E., Kovalevsky, J., Lindegren, L., Turon, C., Bernacca, P. L., Crézé, M., Donati, F., Grenon, M., et Grewing, M., 1992, *In-orbit Performance of the HIPPARCOS Astrometry Satellite*, *A&A*, **258**, 1

Piquard, S., Andronov, I. L., et Cuypers, J., 2001a, *Variable stars in the Tycho photometric observations.II. Periodic Variables*, *A&A*, en préparation

Piquard, S., Halbwachs, J.-L., Fabricius, C., Geckeler, R., Soubiran, C., et Wicenec, A., 2001b, *Variable stars in the Tycho photometric observations.I. Detection*, *A&A*, sous presse

Piquard, S., Halbwachs, J.-L., Fabricius, C., Geckeler, R., et Wicenec, A., 2000, *A Search of Variable Stars in the Tycho Observations*, dans *ASP Conf. Ser. 203 : IAU Colloq. 176 : The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*, pp 62–63

Pojmański, G., 1997, *The All Sky Automated Survey*, *Acta Astronomica*, **47**, 467

Pojmański, G., 1998, *The All Sky Automated Survey. The Catalog of the Periodic Variable Stars in the Selected Fields*, *Acta Astronomica*, **48**, 35

Pojmański, G., 2000, *The All Sky Automated Survey. Catalog of about 3800 Variable Stars*, *Acta Astronomica*, **50**, 177

Popowski, P. et Gould, A., 1998a, *Systematics of RR Lyrae Statistical Parallax. I. Mathematics*, *ApJ*, **506**, 259

Popowski, P. et Gould, A., 1998b, *Systematics of RR Lyrae Statistical Parallax. II. Proper Motions and Radial Velocities*, *ApJ*, **506**, 271

Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., et Flannery, B. P., 1992, *Numerical recipes in FORTRAN. The art of scientific computing*, Cambridge : University Press, 2nd ed.

Rastorguev, A. S., Glushkova, E. V., Dambis, A. K., et Zabolotskikh, M. V., 1999, *Statistical parallaxes and kinematical parameters of classical Cepheids and young star clusters*, *Astronomy Letters*, **25**, 595

Regnault, N., 2000, *Recherche de supernovæ avec EROS2, étude photométrique de SNIa proches et mesure de H_0*, *Thèse*, Université de Paris VII

Renson, P., 1978, *A method for finding the periods of variable stars*, *A&A*, **63**, 125

Rodríguez, E., López-González, M. J., et López de Coca, P., 2000, *A Revised Catalogue of δ Sct Stars*, *A&AS*, **144**, 469

Rose, W. K., 1998, *Advanced stellar astrophysics*, Advanced stellar astrophysics / William K. Rose. Cambridge ; New York : Cambridge University Press, 1998. ISBN 0521581885

Sachs, L., 1986, *A Guide to Statistical Methods and to the Pertinent Literature*, *New York, Springer Verlag*,

Samus, N. N., Kazarovets, E. V., et Durlevich, O. V., 2000, *Large-Scale Surveys and the GCVS*, dans *ASP Conf. Ser. 203 : IAU Colloq. 176 : The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*, pp 60–61

Scales, D., Snijders, M., Andreasen, G., Grenon, M., Grewing, M., Høg, E., van Leeuwen, F., Lindegren, L., et Mauder, H., 1992, *Tycho Photometry Calibration and First Results*, *A&A*, **258**, 211

Scargle, J. D., 1982, *Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data*, *ApJ*, **263**, 835

Schmidt, E. G. et Seth, A., 1996, *The Behlen Observatory Variable Star Survey.IV.*, *AJ*, **112**, 2769

Schwarzenberg-Czerny, A., 1989, *On the advantage of using analysis of variance for period search*, *MNRAS*, **241**, 153

Schwarzenberg-Czerny, A., 1991, *Accuracy of period determination*, *MNRAS*, **253**, 198

Schwarzenberg-Czerny, A., 1996, *Fast and Statistically Optimal Period Search in Uneven Sampled Observations*, *ApJ*, **460**, L107

Schwarzenberg-Czerny, A., 1997, *The Correct Probability Distribution for the Phase Dispersion Minimization Periodogram*, *ApJ*, **489**, 941

Schwarzenberg-Czerny, A., 1999, *Optimum Period Search : Quantitative Analysis*, *ApJ*, **516**, 315

Soubiran, C., 1993, *Kinematics of the Galaxy's Stellar Populations from a Proper-Motion Survey*, *A&A*, **274**, 181

Stearns, S. et Hush, D., 1990, *Digital Signal Analysis*, Chap. 4, BRAND NEW, A, 2nd édition

Stellingwerf, R. F., 1978, *Period determination using phase dispersion minimization*, *ApJ*, **224**, 953

Sterken, C. et Jaschek, C., 1996, *Light Curves of Variable Stars, A Pictorial Atlas*, Cambridge University Press, 1996.

Szabados, L. et Kurtz, D. (eds.), 2000, *The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*

Trimble, V. et Kundu, A., 1997, *Parallaxes and Proper Motions of Prototypes of Astrophysically Interesting Classes of Stars. I. R Coronae Borealis Variables*, *PASP*, **109**, 1089

Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J., Kubiak, M., et Mateo, M., 1992, *The Optical Gravitational Lensing Experiment*, *Acta Astronomica*, **42**, 253

van Leeuwen, F., 1997, *The HIPPARCOS Mission*, *Space Science Reviews*, **81**, 201

Woitas, J., 1997, *Detection of 43 New Bright Variable Stars by the TYCHO Instrument of the HIPPARCOS Satellite*, *Informational Bulletin on Variable Stars*, **4444**, 1