

**L'AAVSO**  
**Guide pour la photométrie CCD**  
Version 1.1



**AAVSO**  
49 Bay State Road  
Cambridge, MA 02138  
Phone: +1 617 354-0484  
Email: [aavso@aavso.org](mailto:aavso@aavso.org)  
Copyright 2014 AAVSO  
ISBN 978-1-939538-23-9

## Table des matières

<b>Préface</b>	<b>4</b>
<b>Remerciements</b>	<b>5</b>
<b>Chapitre 1 : Alors, vous voulez faire de la photométrie ?</b>	<b>6</b>
<b>Chapitre 2 : Les étoiles variables : lesquelles choisir, comment et Pourquoi les mesurer</b>	<b>9</b>
<b>Chapitre 3 : Description du matériel et des logiciels</b>	<b>13</b>
Le télescope et la monture	13
La caméra CCD	14
Zoom 3.1 : comment déterminer la linéarité de votre CCD	16
Les filtres	21
L'ordinateur et les logiciels	22
Les cartes	24
<b>Chapitre 4 : Les acquisitions et le traitement des images</b>	<b>27</b>
Zoom 4.1 : guide rapide pour réaliser des images de calibration	27
Zoom 4.2 : réalisation des Flats au crépuscule	31
Techniques d'acquisition des images	31
Cas particuliers.	34
Zoom 4.3 La scintillation	35
Zoom 4.4 estimation de l'Airmass	36
Inspection des images	37
<b>Chapitre 5 : Photométrie, mesure d'images</b>	<b>41</b>
Vérification des images	42
Identification des étoiles	42
Zoom 5.1 : la PSF	43
Choisir l'ouverture de la mesure	44
Choisir les étoiles de vérification et de comparaison.	45
Mesurer les magnitudes.	46
Zoom 5.2 : note sur les magnitudes	47
Calcul de l'incertitude	48
<b>Chapitre 6 : Réduction des données.</b>	<b>51</b>
Vue d'ensemble et hypothèses	52
Détermination des coefficients de réduction	52

Application des coefficients de réduction.	59
<b>Chapitre 7 : Faire de la photométrie pour la science</b>	<b>62</b>
Photométrie et filtres	62
Considération sur les temps : temps d'exposition, cadence et échelle de temps variable	64
<b>Appendice A : Qu'est ce que la lumière des étoiles ?</b>	<b>69</b>
<b>Appendice B : Pourquoi et comment les étoiles rayonnent ?</b>	<b>71</b>
<b>Appendice C : Soumission des observations à l'AAVSO</b>	<b>75</b>
<b>Appendice D : Ressources pour les observateurs</b>	<b>81</b>
<b>INDEX</b>	<b>82</b>

## Préface

Le présent guide a existé sous de nombreuses formes depuis que, dans les années 1990, les observateurs AAVSO ont commencé à utiliser des caméras CCD. Depuis lors, les données ainsi acquises ont augmenté jusqu'à représenter plus de 80% de toutes celles présentées à l'AAVSO chaque année. La baisse des coûts et l'augmentation des facilités d'utilisation des systèmes CCD pour grand public expliquent cette augmentation, et il y a fort à parier que cette tendance se renforcera avec le temps.

L'obtention des données et leur traitement ont certes été facilités, cependant, cela ne préjuge pas de la simplicité à les exploiter scientifiquement. Cette version entièrement réécrite du Guide AAVSO pour la photométrie CCD n'a pas pour but la collecte de données mais leur usage pour les transformer en science. Bien qu'il décrive en détails l'utilisation d'une caméra CCD et la réduction des données, ce document explique surtout comment collecter au mieux des données utilisables scientifiquement. L'AAVSO rappelle sans cesse qu'il vaut mieux privilégier la valeur scientifique des mesures plutôt que leur quantité; les utilisateurs de capteurs CCD devront s'adapter et réaliser ce glissement vers une attitude scientifique comme le font déjà des observateurs visuels ou autres. En définitive, l'unité scientifique des mesures est de loin plus importante que la quantité que vous collectez.

Ce guide est destiné aux utilisateurs de CCD, de niveau débutant ou intermédiaire, souhaitant utiliser et réaliser avec leur équipement des mesures photométriques d'étoiles variables, avec la meilleure qualité possible. On peut, avec un télescope de taille modeste et une caméra CCD, réaliser des mesures photométriques dont la qualité rivalise avec celles des observatoires professionnels. Il n'y a pas en principe de différences entre des données fournies par les amateurs et celles soumises par les professionnels. Notre objectif est de minimiser ces différences, en vous aidant à obtenir les meilleures données. Nous vous expliquerons comment exploiter au maximum les capacités de votre matériel, mais nous vous détaillerons également pourquoi et comment le faire de la meilleure façon pour fournir des résultats utiles aux chercheurs.

Ce guide restera toujours en évolution. Nous comptons sur la communauté pour nous aider à développer et documenter les bonnes pratiques utilisant les CCD. Si, lors de la lecture de ce document, vous remarquez que quelque chose n'est pas à jour ou mérite des précisions, merci de nous le signaler.

Merci d'envoyer vos commentaires ou suggestions à :

[aavso@aavso.org](mailto:aavso@aavso.org)

Bon ciel.

Sara Beck , AAVSO assistante technique, équipe scientifique.  
Arne Henden, AAVSO, directeur émérite.  
Matthew Templeton, AAVSO, directeur scientifique.

## Remerciements

L'AAVSO et les auteurs de ce guide veulent exprimer leurs sincères remerciements aux personnes suivantes qui ont contribué d'une façon ou d'une autre à cette publication, pour leur temps et leurs compétences dans la création des outils de réduction:

Gordon Myers  
Richard Sabo  
George Silvis

Pour leur aide, encouragements et précieux commentaires:

Dave Cowall  
Tim Crawford  
Blake Crosby  
Thibault de France  
Allan Hollander  
Robert Jenkins  
Ken Menzies  
John O'Neill  
Sebastian Otero  
Miguel Rodrigues  
Phil Sullivan  
Gary Walker

Traducteurs de la version Française :

Manon Bouchard (Canada)  
Pierre Cheyssac (GAPRA , France)  
Jean-Bruno Desrosiers (Canada)  
Jean-Claude Mario (GAPRA , France)  
Jean-Bernard Pioppa (GAPRA , France)  
Florian Signoret (GAPRA , France)

Première publication (Version 1.0): Septembre 2014

Version 1.1: Février 2015

- 3 mars, 2015: Mise à jour chapitre 6.
- 11 Janvier 2016: changement mineur de forme “ Déterminez combien d'images faire”, Chapitre 4, page 33.
- 09 Février 2016: changement mineur de forme “ Soumettre les observations à l'AAVSO”, Annexe C, page 78.
- 26 Février 2016: correction et remplacement des courbes dans le "*graphique 3.1, comment déterminer la linéarité de votre caméra*", Chapitre 3 page 16.

## Chapitre 1 : Alors, vous voulez faire de la photométrie?

Vous possédez (ou avez accès) à un télescope avec caméra CCD ? Il vous est donc tout à fait possible de mettre à profit ce matériel pour fournir des données scientifiques utiles sur les étoiles variables. L'AAVSO propose différentes manières d'effectuer des observations. Les deux plus populaires sont l'utilisation d'une caméra CCD et l'observation visuelle (avec ou sans instrument). Chacun de ces modes d'observation a ses avantages et ses inconvénients. Mais tous deux ont leur place dans l'étude des étoiles variables. Ce guide a pour objectif d'aider les débutants à s'améliorer dans le domaine de la photométrie CCD. C'est l'une des plus importantes de nos missions. En effet, le niveau de qualité des données soumises par les observateurs a un impact direct sur la qualité des travaux des chercheurs les utilisant. Une caméra CCD est tout à fait capable de fournir de très bonnes mesures d'étoiles variables. Mais, comme pour la plupart des instruments scientifiques, elle peut tout aussi bien en donner de très mauvaises. D'où l'utilité de ce guide.

Notre communauté d'observateurs est composée de profils très différents. Certains observateurs en visuel ont décidé de franchir le pas vers l'observation CCD. D'autres pratiquant l'astrophotographie ont voulu aller au-delà de la simple photo. D'autres encore, possédant un observatoire en "remote", ou ayant accès à un observatoire partagé, souhaitent rentabiliser au mieux leur matériel. Ou tout simplement, après avoir lu un article sur le thème des étoiles variables, quelques uns ont pensé : « Moi aussi j'aimerais essayer! ». Ces derniers se sont donc directement lancés dans l'observation CCD.

Par souci de simplicité, nous supposons que le lecteur possède les connaissances de base en astronomie. Vous devez déjà connaître, par exemple, de quelle manière les étoiles se déplacent dans le ciel, ce que sont les coordonnées célestes (ascension droite et déclinaison), et la définition de la magnitude d'une étoile. Nous supposons également que vous êtes capable de réaliser une mise en station, de manipuler votre télescope, de connecter votre caméra CCD à votre ordinateur, d'utiliser les logiciels fournis avec la caméra et le télescope. Ainsi, vous devriez déjà être en mesure de pointer votre télescope vers un champ donné du ciel, (ou de réaliser un pointage automatique), et d'en capturer une image avec la caméra CCD. Si vous avez déjà réalisé une photo décente d'un champ d'étoiles, d'un amas, d'une nébuleuse ou d'une galaxie, alors vous avez les connaissances nécessaires à la lecture de ce guide. Si vous débutez avec votre instrument, familiarisez-vous à sa manipulation et amusez vous d'abord un peu avec. Essayez de bien comprendre comment votre télescope fonctionne, et en particulier, assurez vous que votre suivi est correct.

Il est également important que vous soyez à l'aise avec le logiciel fourni avec votre télescope, ou que possédiez une copie de leur manuel d'utilisation. La plupart des logiciels du commerce auront tout ce dont vous avez besoin pour traiter vos images. Dans les chapitres suivants, nous vous expliquerons comment extraire des données à partir de vos images. Ceci peut être réalisé avec la plupart des logiciels, ou avec le logiciel spécifique de l'AAVSO "Vphot" (voir plus loin).

Nul besoin d'être mathématicien, ingénieur ou astrophysicien pour réaliser de bonnes mesures. Néanmoins, vous devez posséder un minimum de connaissances en mathématiques (en algèbre et en géométrie). La plupart des calculs à réaliser peuvent être

automatisés avec Excel (ou équivalent). Mais il faut tout de même les comprendre un minimum, afin de pouvoir identifier parmi les données, celles qui doivent être fournies par l'observateur et celles qui sont calculées automatiquement. Une bonne habitude à prendre, avant de soumettre un résultat, est de l'examiner et de vérifier s'il est vraisemblable.

Enfin, votre réussite dépendra aussi de l'intérêt que vous portez à l'étude des étoiles variables, ou plus généralement à la réalisation de mesures scientifiques. Si vous avez déjà des connaissances sur les étoiles variables, cela vous sera fort utile (ne serait-ce que savoir quelle différence il y a entre une étoile variable et une étoile non-variable). Si ce n'est pas le cas, ne vous inquiétez pas : vous pourrez l'apprendre sur le tas, lorsque nous présenterons les bases de la « photométrie d'étoiles variables », dans le chapitre suivant. Parmi nos meilleurs observateurs, beaucoup ont débuté en visuel. Aussi, nous vous conseillons la lecture de notre autre guide intitulé : « AAVSO manuel pour l'observation visuelle des étoiles variables ».

Sachez que, pour obtenir de bonnes mesures, il faut parfois tâtonner : faire des erreurs pour mieux en tirer des leçons. La réalisation de très bonnes mesures est une tâche compliquée, qui demande beaucoup d'efforts. Il est facile de collecter de mauvaises données avec une caméra CCD. Il est plutôt facile d'en collecter de bonnes. Il est autrement plus difficile d'obtenir de superbes données, que vous soyez amateur ou professionnel. Mais c'est loin d'être impossible (si les conditions le permettent), sinon nous n'aurions pas pris la peine de rédiger ce manuel... Si vous faites des erreurs, cela n'est pas grave : si vous parvenez à vous en rendre compte et à les corriger, alors vous serez sur la bonne voie.

#### Photométrie :

Lorsque nous parlons de « l'observation » d'une étoile variable, nous désignons en fait la mesure de la quantité de lumière que l'étoile semble émettre pendant une durée donnée. Nous réalisons cette mesure à plusieurs reprises, autant de fois qu'il le faut pour rendre compte de l'ensemble des variations. Si nos mesures sont consistantes et précises, il sera alors possible de les soumettre à des modèles physiques pour essayer d'expliquer les causes de ces variations de luminosité. Votre tâche, en tant qu'observateur, est de réaliser de bonnes mesures, afin que les chercheurs puissent établir des modèles de qualité. La discipline s'intéressant à la mesure de la lumière provenant des étoiles est appelée photométrie.

Un certain nombre de facteurs vont déterminer si vos mesures aideront (ou non) les chercheurs à construire des modèles réalistes. Certains de ces facteurs ne dépendent pas de vous. Pour certaines étoiles, il suffit juste de pointer le télescope vers elles, de prendre quelques images, et de les traiter avec des méthodes assez simples. Mais ces étoiles sont minoritaires, et dans le cas général, il faudra s'y prendre autrement. La plupart du temps, vous prendrez une ou plusieurs images d'une étoile une certaine nuit, puis vous réitérerez l'opération durant d'autres nuits, accumulant les données au fil du temps. D'autres fois, il vous arrivera de consacrer plusieurs heures d'affilée sur une seule et même étoile, de capturer toute une série d'images, aussi rapidement que possible. Vous devrez parfois utiliser un ou plusieurs filtres, afin d'effectuer des mesures dans des longueurs d'onde bien précises. Il vous arrivera même de mesurer une étoile non variable, dans le but de calibrer vos observations. Toutes ces activités, et même d'autres, sont nécessaires pour que vos observations puissent produire des données utilisables.

La photométrie consiste en la mesure de l'intensité lumineuse des étoiles, par quelque moyen que ce soit. Bien que le présent manuel ait pour but d'expliquer comment faire de la photométrie avec une caméra CCD, il ne s'agit pas du seul outil disponible. Votre objectif final n'est pas de devenir "un bon imageur en photométrie", mais plutôt un bon observateur en photométrie, utilisant une caméra CCD. Là est toute la différence. Tout le monde est capable de couper une planche de bois en deux, mais cela ne fera pas de vous un bon charpentier. Une caméra CCD va générer des nombres, qui vont être transformés en d'autres ensembles de nombres sur votre ordinateur, qui à leur tour deviendront peut-être un autre ensemble de nombres dans votre logiciel, votre tableur, etc..... Ces nombres ne permettront pas de faire de la photométrie si la méthode utilisée est incorrecte. Ne vous concentrez pas sur la technologie en elle-même, concentrez vous plutôt sur l'objectif à atteindre. Votre but n'est pas de produire des nombres. Il s'agit plutôt de produire de la connaissance, pouvant déboucher sur la compréhension de certains phénomènes. Nous allons maintenant vous expliquer pourquoi et comment.



## **Chapitre 2 : Les étoiles variables : lesquelles choisir, comment et pourquoi les mesurer**

### *Que mesurez-vous avec la photométrie ?*

Les étoiles variables sont des étoiles dont l'éclat varie de façon notable. Ceci est dû à un phénomène physique qui se produit dans l'étoile, sur l'étoile, ou à sa proximité. Il y a de nombreuses classes d'étoiles variables. Chacune est caractéristique de la manière dont une étoile peut varier. Certaines étoiles peuvent voir leur taille, leur forme et leur température varier dans le temps (étoiles pulsantes). Elles peuvent aussi subir de rapides changements de luminosité provoqués par des phénomènes physiques ayant lieu autour de l'étoile (accrétion de matière et étoiles éruptives). Enfin, d'autres peuvent être sujettes à des éclipses par des étoiles ou des planètes en orbite autour d'elles (étoiles binaires et exo-planètes). Ce qu'il faut retenir, c'est que quelque chose se passe physiquement dans l'étoile ou dans son environnement immédiat. Lorsque vous voyez une étoile scintiller dans le ciel, la variation de luminosité est due à l'atmosphère de la Terre. Mais pour ce qui est des véritables étoiles variables, il s'agit d'une variation intrinsèque, indépendante de tout phénomène terrestre.

Chaque type d'étoile va avoir une période de variation différente. Pour certaines, il est nécessaire d'attendre plusieurs semaines, plusieurs mois, plusieurs années pour pouvoir y détecter un changement. Pour d'autres, il suffit de quelques jours, quelques heures, minutes ou secondes, voire beaucoup moins. Certaines étoiles varient de façon régulière, dessinant un motif se répétant périodiquement. D'autres subissent des changements chaotiques imprévisibles. Certaines étoiles varient de la même manière pendant des siècles, tandis que d'autres (comme les supernovæ) peuvent briller très fort un bref instant, puis disparaître à jamais.

Les étoiles variables peuvent avoir diverses luminosités apparentes (luminosité perçue depuis la Terre) ainsi que diverses luminosités absolues (quantité de lumière qu'elles émettent effectivement). Une étoile peut avoir une grande luminosité absolue, mais si elle se trouve à des centaines d'années lumière, elle apparaîtra peu brillante. Les étoiles variables peuvent aussi avoir des amplitudes différentes (la quantité de lumière varie avec une ampleur plus ou moins grande). Certaines étoiles variables peuvent varier de 10 magnitudes ou plus, ce qui représente une variation énorme (variation avec un facteur de 10000) ! D'autres étoiles variables varient d'une milli-magnitude, ou même moins, et leur variation peut parfois être impossible à détecter par un amateur. Il y a d'innombrables étoiles se plaçant entre ces deux extrêmes : vous ne manquerez jamais de cibles à traiter quelle que soit la taille de votre télescope.

### *Pourquoi faire de la photométrie ?*

Les étoiles variables sont intéressantes pour différentes raisons, mais on les étudie principalement parce que ce sont de véritables laboratoires de physique. Il nous est impossible de nous rendre près d'une étoile, de la toucher ou d'en modifier ses propriétés, afin de l'étudier. Mais si nous pouvons comprendre de quelle manière la lumière d'une étoile varie, nous pouvons en apprendre plus sur la manière dont l'univers fonctionne. Les mêmes processus physiques fondamentaux qui se produisent ici sur terre (la gravité, la

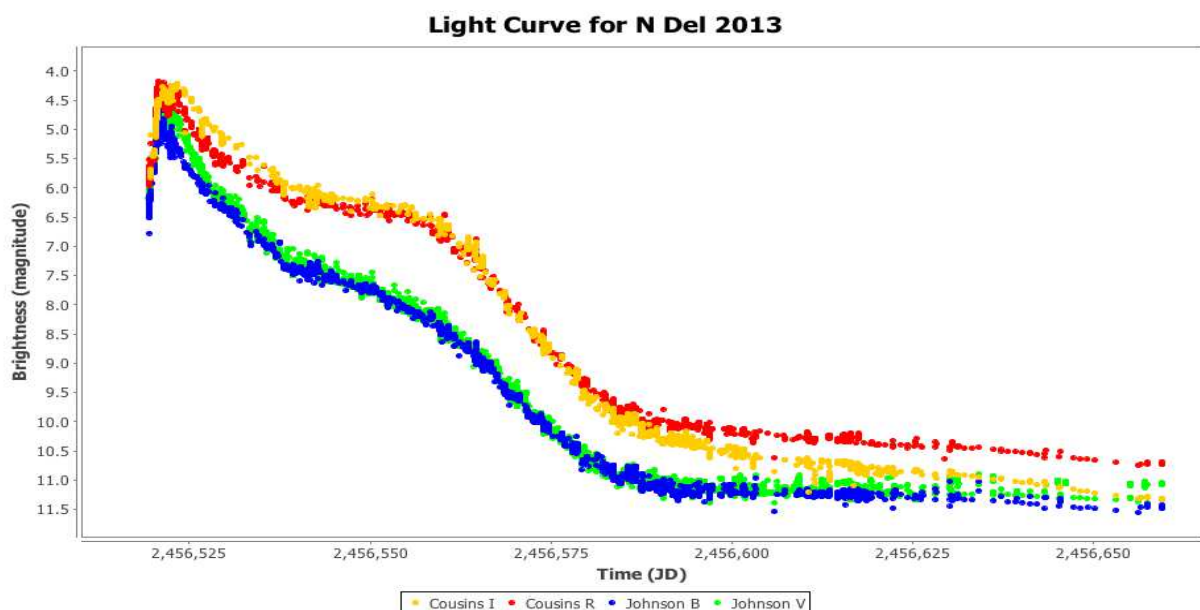
mécanique des fluides, l'électromagnétisme, la lumière et la chaleur, la chimie, la physique nucléaire) se comportent exactement de la même manière partout dans l'Univers. En observant comment les étoiles varient dans le temps, nous pouvons comprendre les origines de ces variations. Vos observations fournissent la matière première qui alimente la recherche scientifique. Les scientifiques peuvent spéculer sans fin sur les raisons de l'apparition de certains phénomènes et leur évolution. Mais à un moment ou à un autre, ces hypothèses doivent être validées afin de faire avancer significativement nos connaissances scientifiques. C'est là que rentrent en jeu les observations. Et c'est ici que vous avez le plus de chance d'apporter une contribution utile à la science des étoiles variables. Si vous fournissez aux chercheurs des données valides et précises, ils peuvent alors construire des modèles précis pour expliquer le fonctionnement de l'Univers et notre compréhension de celui-ci s'en trouvera grandie et améliorée. Au contraire, s'ils ont de mauvaises données, ces scientifiques peuvent construire de mauvais modèles, ce qui peut nous mettre sur de fausses pistes et empêcher toute progression dans ce domaine.

On peut aussi se demander si l'étude des étoiles variables est utile. Il faut savoir que l'étude d'une étoile variable nous dit souvent plus de choses que l'état actuel de l'étoile en question. Elle peut nous renseigner sur les circonstances dans lesquelles les étoiles se forment, les différentes étapes de leur vie, la manière dont elles évoluent puis meurent. En apprendre plus sur la nature des étoiles, et les raisons qui expliquent leur comportement, nous apporte une vision plus complète de l'Univers dans lequel nous vivons, aussi bien de nos jours qu'à des échelles de temps astronomiques. Cela nous offre un aperçu sur de nombreuses choses, des planètes et des étoiles jusqu'aux galaxies et au-delà. Voilà ce qu'est, au final, l'astronomie des étoiles variables.

Dans ce document, nous nous intéresserons principalement à la variabilité aux longueurs d'onde du visible (longueurs d'ondes observables par l'œil humain) mais gardez à l'esprit qu'il y a beaucoup d'étoiles variant sur des longueurs d'onde allant depuis les ondes radio jusqu'aux rayons X et rayons gamma.

Souvent, les étoiles sont variables à la fois dans le domaine visible et dans les autres longueurs d'onde. Mais la nature des variations sera différente dans chacune d'elles.

C'est un élément-clé à retenir, en particulier pour la photométrie à la CCD : souvent, le plus important n'est pas l'ampleur de la variation de lumière, mais les propriétés de cette variation en fonction de la longueur d'onde.



*Page précédente : Courbe de lumière Del 2013 (V339 Del) tracée avec l'outil Vstar. On observe une tendance globale dans la variation de la luminosité. Mais la luminosité relative entre les longueurs d'onde évolue également, du fait des différents processus physiques qui entrent en jeu dans l'évolution de la nova.*

A partir de la tendance globale de la variation et de son lien avec la longueur d'onde, on peut comprendre les processus physiques qui se déroulent à l'intérieur de l'étoile, ce qui est le but de l'étude des étoiles variables. Plus loin dans ce guide, nous décrirons la manière de mesurer (ou du moins de contraindre) les propriétés spectrales des étoiles que nous observons. Ainsi, nous aurons une meilleure compréhension de la manière dont certaines étoiles varient et pour quelles raisons elle le font.

*Comment effectuons-nous la photométrie?*

La réponse à cette question est détaillée dans les chapitres suivants. Pour résumer, il s'agit d'utiliser un appareil électronique appelé CCD ("Charged-Coupled Device" ou dispositif à transfert de charge) afin de mesurer la quantité de photons reçus par le télescope pour une étoile variable, ainsi que pour un ensemble « d'étoiles de comparaison ». En plus de l'acquisition de ces données, il faut réaliser un certain nombre de mesures de calibration. Ceci permet de transformer les données originales en données calibrées, mesure physique de la luminosité d'une étoile à un moment donné. En répétant cette opération, vous pourrez mettre en évidence la variation de lumière de l'étoile au cours du temps. C'est le principe même de la photométrie, quelque soit l'équipement utilisé pour effectuer les mesures. Mais il est utile de comprendre ce qui se passe dans une caméra CCD lorsqu'elle est exposée à la lumière.

A l'intérieur d'une caméra CCD, se trouve une plaque de semi-conducteur (constituée de silicium) qui a été compartimentée en un grand nombre d'unités chargées électriquement, des carrés isolés que nous appelons "photo-site". L'ensemble est appelé "capteur CCD". Lorsque le capteur est exposé à la lumière, des photons entrent en collision avec chacun des photo-sites, qui libère des électrons selon le principe de l'effet photoélectrique. Chaque photo-site, associé à d'autres composants électroniques, agit comme un petit condensateur, collectant ces électrons capturés lorsque la lumière les frappe. Chaque photo-site est relié à un processeur central. La charge collectée par les photo-sites s'accumule alors, jusqu'à ce que la puce soit « lue » par l'électronique de la caméra. Pendant l'opération de lecture, le processeur central mesure la charge collectée par chaque photo-site. Il s'agit d'une tension analogique, qui doit être convertie en un nombre, à l'aide d'un convertisseur analogique-numérique. L'information envoyée par le capteur CCD à l'ordinateur est la position du photo-site et une représentation numérique de la quantité de charge détenue au moment de la lecture. C'est ce qui constitue l'image qui résulte de ce système.



*Un exemple d'un capteur CCD (ancien). La zone de détection est le rectangle gris au centre. Remarquez le câblage sur les côtés. C'est lui qui permet la lecture du capteur. Les câbles sont connectés à un convertisseur analogique / numérique à l'intérieur de la caméra. (Photo : Arne Henden)*

Pour que l'image soit utilisable pour l'étude des étoiles variables, il est nécessaire qu'elle contienne des informations supplémentaires sur les conditions de la prise de vue (ces informations sont insérées automatiquement dans l'en-tête de l'image au moment de sa création).

Voilà, vous avez obtenu une mesure de la lumière à un moment donné. Cependant, ce n'est que la première étape. Il y a plusieurs autres choses importantes à faire après la prise de vue pour arriver à une série de données (comprenant la date, la magnitude, et l'incertitude de chacune des mesures).

Il faudra ainsi prendre en compte le fait que chaque capteur CCD possède une réponse spécifique et unique, qui varie également avec la longueur d'onde de la lumière reçue. Une étape de calibration est nécessaire. C'est une tâche assez simple à réaliser, mais qui prend un peu de temps. Elle est toutefois indispensable pour déduire des données brutes enregistrées les informations sur la nature physique de l'étoile.

Le processus de calibration consistera à mesurer :

- Le bruit inhérent à l'électronique de votre caméra.
- Les spécificités de votre chemin optique, depuis le tube jusqu'à la caméra.
- La réponse spectrale de votre système (c'est à dire sa sensibilité en fonction de longueurs d'onde reçue)
- L'influence de l'atmosphère sur le spectre reçu.

Chacune de ces étapes sera détaillée plus loin. Pour l'instant, il est important que vous compreniez que la photométrie d'étoiles variables ne se résume pas à la réalisation d'une seule mesure. Au bout d'un certain temps, vous serez habitué à cette opération de calibration. En attendant, nous allons vous expliquer comment la réaliser.

Le plus important à retenir dans ce chapitre est que le but de la photométrie n'est pas de sortir une série de nombres inutiles. L'objectif est de pouvoir exploiter scientifiquement ces nombres. Pour cela, vos résultats doivent refléter fidèlement une grandeur physique, et doivent être présentés de manière à être utilisables pour une analyse scientifique rigoureuse. Il s'agit là de notre objectif, que ce guide tentera de vous faire atteindre.

Dans le chapitre suivant, nous allons décrire le matériel et les logiciels dont vous avez besoin pour pouvoir démarrer en photométrie. Chaque télescope, chaque monture et chaque caméra CCD aura ses propres spécificités. Mais ils ont également énormément de points communs. Nous vous présenterons ainsi les différentes fonctionnalités auxquelles vous aurez forcément à faire face lors d'une nuit d'observation. De nombreux paramètres de votre matériel seront déterminants pour qualifier le type de cible qu'il sera possible d'observer efficacement. Aucun matériel n'est adapté pour observer avec précision la totalité des étoiles variables, quels que soit sa taille et son coût. Cependant, beaucoup d'objets peuvent être observés facilement avec grande précision indifféremment du matériel utilisé. Il suffit d'être capable d'identifier ces objets avant la nuit d'observation.

### Chapitre 3 : Description du matériel et des logiciels

Ce guide présuppose que vous possédez déjà un télescope, une monture, une caméra CCD et tout l'équipement complémentaire nécessaire à la photométrie. Par conséquent, le but ici n'est pas de vous conseiller dans l'acquisition de tel ou tel matériel, mais plutôt de vous expliquer comment tirer le meilleur parti de celui que vous avez déjà. Il y a beaucoup de types différents de télescopes, de caméras CCD et de suites logicielles. Dans ce chapitre, nous allons décrire ce qu'ils ont généralement en commun, ainsi que la liste des pré-requis afin d'obtenir de bonnes mesures, quel que soit l'équipement utilisé. Ce chapitre ne concerne pas la photométrie en tant que tel, mais plus la phase de préparation de la photométrie, étape importante à réaliser avant le démarrage de la session d'observation.

#### Le télescope et la monture:

La plupart des télescopes sont compatibles avec une caméra CCD. De petits télescopes, comme le "Bright Star Monitor" (BSM) de l'AAVSONet, un réfracteur, conviennent pour imager les étoiles les plus brillantes. Les télescopes de plus gros diamètre permettent l'observation d'étoiles variables plus faibles, pour lesquelles il est nécessaire de capturer un maximum de lumière. En règle générale, il est préférable de privilégier les systèmes optiques les plus simples. Essayez si possible d'éviter l'ajout d'un réducteur de focale (qui peut introduire du vignetage) ou tout autre élément modifiant le champ de manière non uniforme. Sachez que certains types de télescopes (les Newtons par exemple) peuvent présenter des défauts comme la coma, qui va provoquer la déformation des étoiles en bord de champ. Cet effet devra être pris en compte lors de l'analyse photométrique.



*Deux télescopes AAVSONet : BSM-Hamren, Astro-tech 65mm AT-65EDQ (à gauche) et Coker 30, un Meade 30cm LX-200GPS (à droite).*

Une des difficultés rencontrées avec une caméra CCD, est le fait que le champ est beaucoup plus petit qu'en visuel. En général, plus la longueur focale du télescope est petite, plus le champ est grand, et plus il est facile de trouver un champ englobant toutes les étoiles de comparaison nécessaires. Vous pouvez ajuster la focale à l'aide d'un réducteur de focale, mais comme mentionné précédemment, cela peut potentiellement poser d'autres problèmes.



Il est également important d'éliminer autant que possible la lumière parasite entrant dans le télescope. Ce problème concerne généralement les réflecteurs. De nuit, enlevez votre caméra, pointez une zone du ciel et regardez à l'intérieur de votre porte-oculaire. Vérifiez s'il y a des réflexions ou des reflets de lumière sur la surface interne du tube. Si vous apercevez autre chose que des étoiles, votre caméra le capturera également et cela affectera vos images. Vous devez trouver un moyen pour éliminer ces reflets, soit avec de la peinture, ou en collant une paroi sombre à l'intérieur du tube.

Une monture de qualité est indispensable pour réussir à réaliser des observations de qualité. Il est nécessaire d'utiliser une monture équatoriale (et non une monture alt-azimutale). Les montures alt-azimutales introduiront de la rotation de champ pour les poses de durée moyenne ou longue, ce qui est très difficile à compenser. Vous pouvez cependant choisir indifféremment une monture équatoriale allemande (GEM) ou une monture à fourche : les deux conviennent. Toutefois, il est important que l'alignement avec l'axe polaire soit précis, et qu'elles assurent un suivi de qualité. Vous gagnerez beaucoup en temps et en confort si elles sont capables d'automatiser le pointage du champ cible, à l'aide d'une fonction GoTo, ou par pointage assisté par ordinateur. L'autoguidage n'est pas indispensable, mais se révèle très utile, à la fois pour les poses longues, et les séries consécutives d'observations.

Enfin, se pose la question d'avoir un observatoire pour abriter votre équipement. Bien que non indispensable pour obtenir de bonnes images, l'installation permanente de la monture (avec une solution de protection contre les éléments naturels) vous fera gagner beaucoup de temps, en vous évitant la mise en place et le démontage de l'équipement à chaque nuit. Même une simple boîte robuste et étanche montée sur des roulettes et adaptée à votre monture vous permettra de gagner des heures de mise en place et d'alignement de l'équipement à chaque session d'observations. Avec une structure plus importante, vous pourrez laisser votre caméra CCD et votre ordinateur connectés et prêts à l'emploi. Il existe beaucoup de solutions différentes, et elles ne sont pas toutes forcément onéreuses.



*Abris à toit roulant*



*Protection BSM-HQ*

## **La Caméra CCD**

Il existe de nombreuses caméras CCD, de qualité, de complexité et de coût très différents. Mais la plupart conviennent pour faire de la photométrie. Le plus important est

de bien connaître les propriétés de sa caméra afin d'en tirer le meilleur parti. Ainsi, vous pourrez prendre en compte ces caractéristiques lors de vos observations.

Voici les questions que vous devriez vous poser concernant votre caméra CCD :

### *Linéarité et capacité des photosites*

Les photosites de votre CCD répondent de façon linéaire aux photons : un photon correspond à "x" quantités élémentaires, où "x" est une constante (définie par le gain) à un moment donné. Le plus important à savoir à propos de votre caméra CCD, c'est que chaque photosite ne peut manipuler qu'une quantité limitée de lumière, et en donner une valeur équivalente précise. Si vous dépassez cette limite (appelée capacité maximale du photosite) à n'importe quel endroit de votre capteur, les photons supplémentaires vont provoquer la génération d'électrons qui vont se déverser et contaminer d'autres photosites. On assiste alors à un effet appelé "blooming" : des pointes verticales apparaissent en dessous et en dessus du photosite saturé. Avant d'atteindre ce point de saturation, la réponse des photosites peut aussi changer, devenant ainsi « non linéaire ».

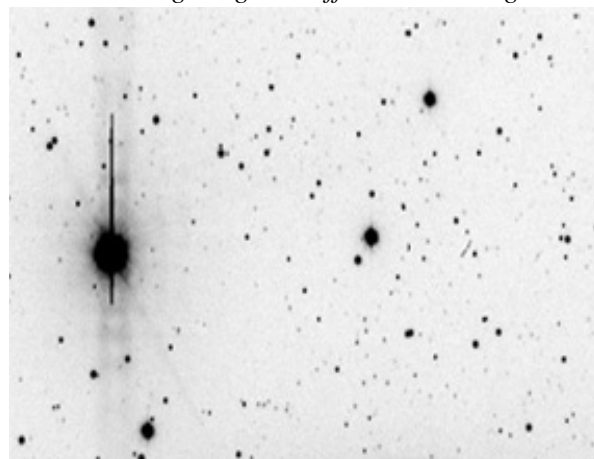
Certaines caméras CCD possèdent un système anti-blooming (« anti-blooming gate » ou ABG). Celui-ci empêche les électrons excédents de contaminer les photosites adjacents. Ce système est idéal pour tenir ces pointes disgracieuses éloignées de vos jolies images de galaxies, mais cela peut s'avérer être très mauvais pour la photométrie. En effet, ce mécanisme peut perturber la linéarité de votre caméra CCD et apporter de l'imprécision à vos résultats.

Heureusement, vous pouvez quand même utiliser une caméra avec système anti-blooming, si vous connaissez sa limite de linéarité et faites attention à ne pas la dépasser. Même si vous n'avez pas de système anti-blooming, il est aussi important de connaître les limites de saturation de votre caméra. Ce qui est moins intuitif, c'est que les photosites peuvent saturer, ou devenir non linéaires bien avant que le blooming n'intervienne. Vous devez connaître cette limite afin de vous assurer que cela n'arrive à votre étoile cible ou à l'une des étoiles de comparaison. L'encadré de la page suivante contient les instructions permettant de déterminer la zone de linéarité d'une caméra CCD.

### *Défauts du capteur*

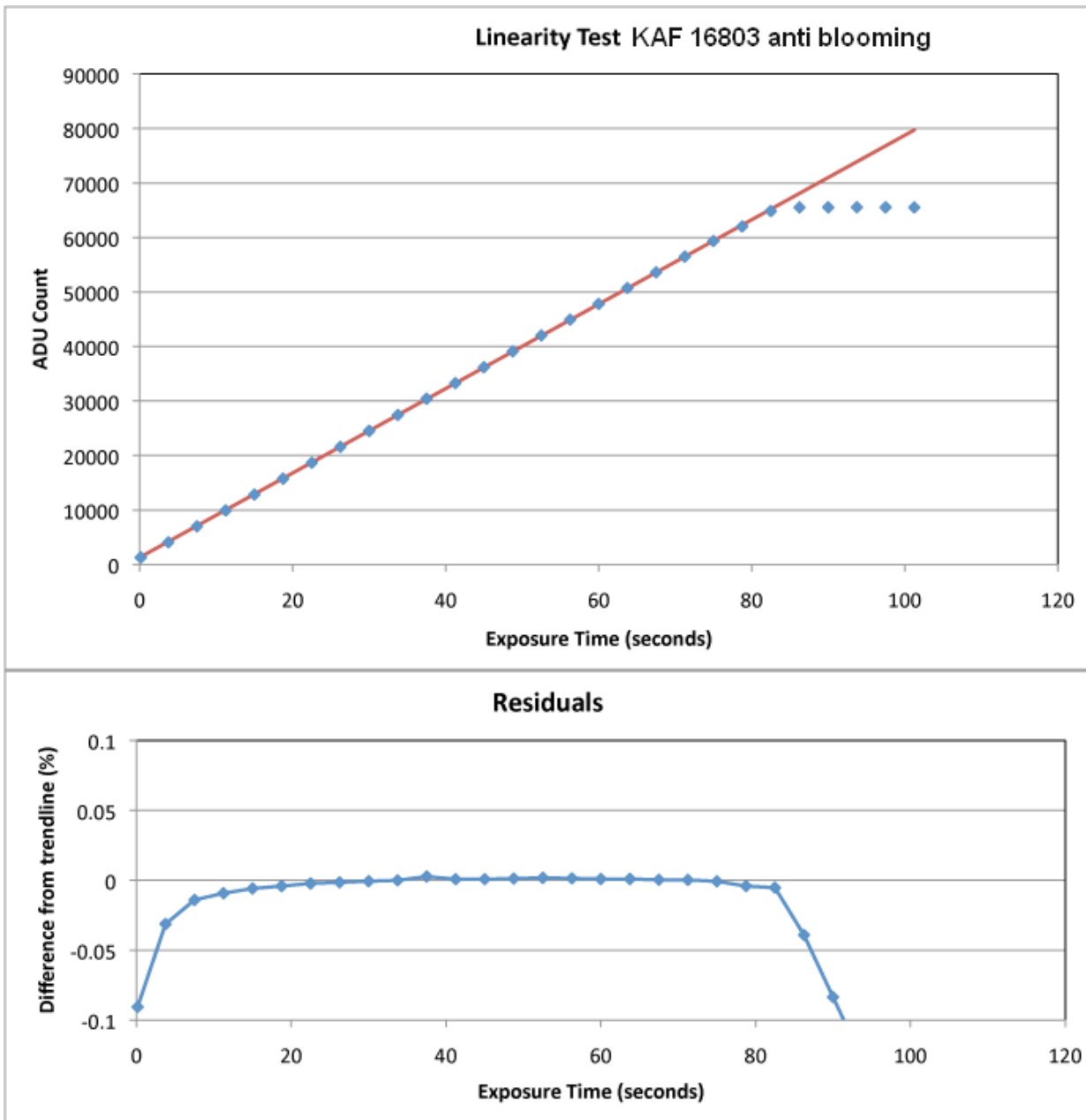
Les capteurs CCD peuvent parfois avoir des défauts, comme des "pixels chauds", des "colonnes mortes" ou autres. Il arrive aussi que de nouveaux défauts apparaissent, avec le temps. Si tel est le cas, cela ne signifie généralement pas que votre caméra CCD est bonne pour la poubelle! La plupart de ces défauts ne posent pas de problème, et n'affecteront pas la qualité de vos mesures, si vous prenez les mesures adéquates pour les corriger.

*Image négative effet du blooming*



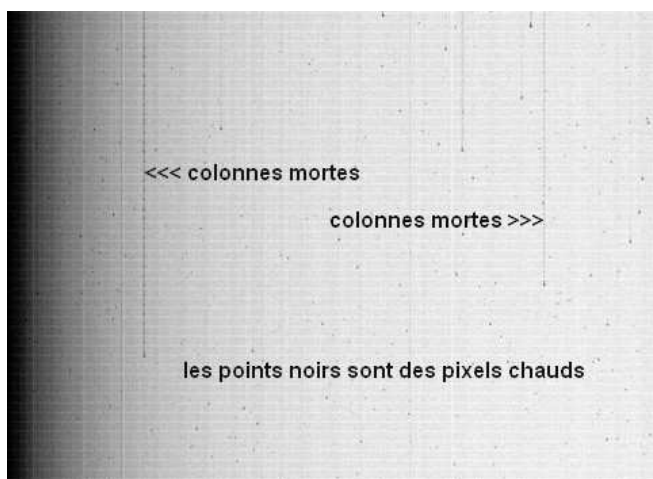
*Zoom 3.1. Comment déterminer la zone de linéarité de votre caméra CCD.*

1. Mettez en place une source de lumière illuminant un écran blanc (pas nécessairement parfaitement uniforme, mais avec une intensité stable).
2. Pointez le télescope vers l'écran, et ajustez l'éclairage jusqu'à obtenir pour 10 s d'exposition, un résultat moyen de 10 000 ADU dans la région centrale.
3. Prenez des séries d'images avec un temps d'exposition croissant de 10 s (i.e. 10, 20, 30, 40, etc.) jusqu'à une saturation de la région centrale.
4. Tracez la courbe de la valeur moyenne de la région centrale en fonction du temps d'exposition.
5. Prenez une ou deux poses supplémentaires entre chaque point de la courbe, puis avec une fréquence plus importante dans les parties les plus intéressantes de la courbe (par exemple, là où elle commence à fléchir, dans les sections non linéaires).





Une solution pour éviter les problèmes causés par les capteurs défectueux, serait d'inspecter avec attention quelques images, et de noter ce que vous voyez. Vous pouvez dessiner un schéma des défauts de l'image et inclure les coordonnées de chacun d'eux. En outre, puisque les capteurs CCD se dégradent avec le temps, il serait bon de répéter cet exercice au moins une fois par an. Ces informations à portée de main, lorsque vous pointerez votre télescope sur le champ à imager, vous pourrez éviter de placer les étoiles qui vous intéressent sur ces zones.



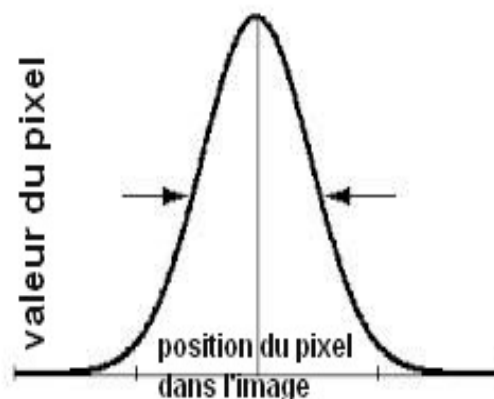
*Image négative d'un Bias (Offset) montrant des colonnes mortes et des pixels chauds.*

### Résolution et champ

Votre caméra et votre télescope définissent ensemble la résolution et le champ (FOV). Il est important de les connaître et de prévoir un programme d'observation qui tire parti des points forts de votre configuration.

### L'échantillonnage

Quand on examine l'image d'une étoile, on remarque qu'elle est composée d'un ensemble de pixels, les uns plus brillants, près du centre, les autres plus sombres, autour. L'image théorique d'une source ponctuelle vue par un système optique est un modèle lumineux appelé « la tache d'Airy ». Cependant, en pratique, la lumière des étoiles (généralement considérée comme source ponctuelle) passe à travers l'atmosphère terrestre, qui diffuse et étend cette tache. La zone qui représente l'image d'une étoile dans votre CCD est appelée le « disque de seeing », car les conditions de seeing ont un effet non négligeable sur l'intensité de la lumière. Afin de mesurer l'intensité d'une telle image, sans bord franc, les scientifiques utilisent le terme de FWHM ("Full-Width-Half-Maximum" ou largeur à mi-hauteur). Cette mesure est définie par le nombre de pixels qui sont remplis à la moitié de la plage de la dynamique, entre le niveau de fond de ciel et le niveau du pixel le plus brillant (maximum) de l'image de l'étoile.



Afin d'obtenir les meilleurs résultats, vous devez ajuster votre échantillonnage afin que la FWHM soit répartie sur 2 à 3 pixels. Cela permettra d'optimiser le rapport signal sur bruit (SNR, ou RSB) et améliorera la précision de vos mesures.

Alors, comment savoir si votre matériel donne un échantillonnage approprié ? La réponse est simple. Tout ce que vous avez à faire est de le mesurer directement. Prenez une image bien focalisée de n'importe quel champ d'étoile proche du zénith. La plupart des logiciels de capture possèdent un outil pour mesurer les caractéristiques de l'image d'une étoile donnée, dont la taille du disque de seeing (c'est-à-dire la FWHM), exprimé en pixels. Il s'agit là de votre échantillonnage de l'image de l'étoile.

Mesurez plusieurs étoiles vers le centre de l'image, ayant un bon RSB mais en faisant attention qu'elles ne soient pas saturées. La mesure peut varier un peu d'un endroit à l'autre de l'image, à cause des effets du seeing et des aberrations optiques. Elle peut également changer au cours du temps lorsque la turbulence atmosphérique varie.

**Vous recherchez une valeur aux alentours de 2 à 3 pixels de FWHM.**

Souvent, cela ne sera pas faisable, ou même impossible, étant donné que la mesure est très dépendante des conditions de seeing et des limites de votre équipement. Si vous avez une FWHM moyenne de 2 pixels ou moins, vous êtes probablement en sous-échantillonnage. Si vous avez une FWHM de plus de 3 pixels, vous pouvez être en sur-échantillonnage. Chaque situation pourrait poser des problèmes quant à la précision de la photométrie, bien qu'un sous-échantillonnage soit bien pire qu'un sur-échantillonnage. Heureusement, il existe des solutions pour remédier à cette situation.

*Que dois-je faire si mon système est sous-échantillonné ?*

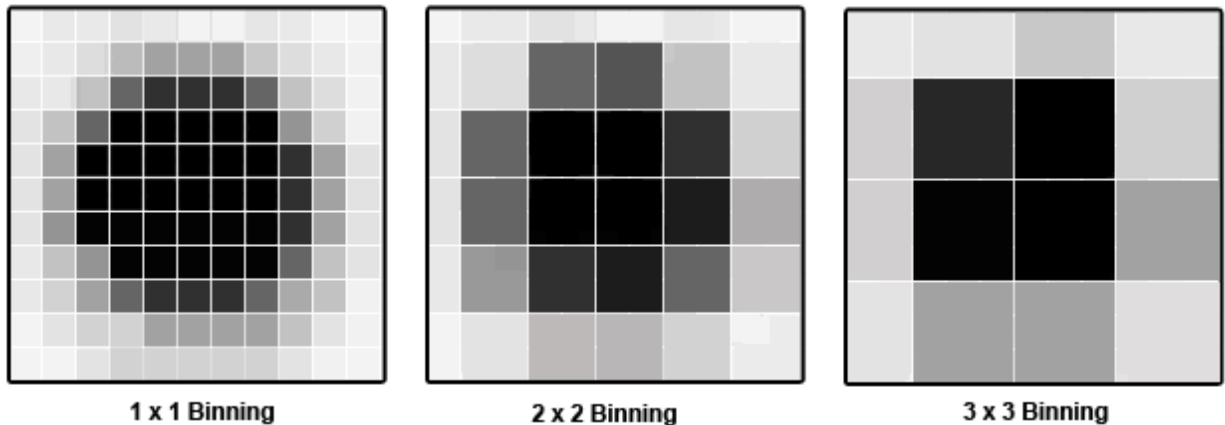
L'objectif, dans ce cas, est d'agrandir la taille des étoiles sur l'image. Un des moyens d'y parvenir est de défocaliser légèrement et d'augmenter le temps de pose. Si vous devez défocaliser, faites alors attention à ce que les autres étoiles se trouvant à proximité ne soient pas trop proches. Cela pourrait affecter la photométrie. Réalisez autant que possible des Flats (voir section suivante) avec la même défocalisation. Vous devrez toujours utiliser la même valeur de défocalisation pour l'ensemble de vos images (cela est généralement difficile). Il sera alors peut-être plus simple d'investir dans une Barlow de bonne qualité.

*Que dois-je faire si mon setup est sur-échantillonné ?*

Tout d'abord, vérifiez la mise au point, et vérifiez que l'image des étoiles est aussi petite que possible. Si la FWHM est supérieure à 6 pixels, vous devrez envisager d'utiliser un réducteur de focale. Cela permettra non seulement de réduire cette valeur en diminuant la focale, mais cela vous apportera aussi un plus grand champ. Une autre option à considérer est d'utiliser la fonction de binning.

## Binning

Le binning est une technique permettant d'augmenter la taille effective des pixels, en les regroupant. Votre logiciel peut par exemple regrouper les pixels sur un carré de taille 2 pixels x 2 pixels, pour rassembler les 4 pixels en un seul. Cependant, il y a un prix à payer. La résolution sera atténuée, vous devez donc vous assurer que les étoiles cibles ne se chevauchent pas. De plus, si un des 4 pixels est saturé, la précision de la photométrie sera dégradée. Si vous faites un test de linéarité (comme décrit page 16), vous devez vous assurer que vous faites ce test avec le même niveau de binning que vos futures images. Vos images de calibration doivent également utiliser le même binning. Il n'est pas recommandé d'utiliser un binning supérieur à 2 pixels x 2 pixels.



## Echantillonnage (ou résolution CCD):

Un autre élément d'information qui peut être utile de connaître est votre échantillonnage. L'échantillonnage de votre système peut être calculé en utilisant la formule suivante :

$$\text{Echantillonnage} = (\text{taille des pixels} / \text{FOCALE}) \times 206.265$$

(Échantillonnage en arc-secondes par pixel, taille des pixels en microns, focale en millimètres)

Pour connaître la taille des pixels de votre caméra CCD, consultez les spécifications du fabricant de la caméra. La longueur focale de votre télescope peut également être déduite en multipliant son rapport F/D par le diamètre du tube.

En connaissant l'échantillonnage de votre instrument, vous pourrez mesurer les conditions de seeing de votre site pour une nuit donnée. Il suffit d'utiliser la formule suivante :

$$\text{Seeing} = \text{échantillonnage} \times \text{FWHM}$$

Généralement, dans la plupart des sites péri-urbains, les seeings moyens varient entre 3 et 4 arcsec, mais cela change de manière certaine de sites en sites, et peut être meilleur ou pire dans la même nuit.

### *Taille du champ :*

Connaître à l'avance la taille du champ de votre instrument est essentiel pour vous aider à trouver l'emplacement exact de votre cible dans le ciel. Il est recommandé de vérifier, à l'aide d'une carte du champ ou de votre logiciel de planétarium, si votre champ pourra inclure à la fois l'étoile variable que vous souhaitez imager, et de bonnes étoiles de comparaison. Si ce n'est pas le cas, il vous sera nécessaire d'ajuster la focale de votre instrument.

Pour calculer la taille du champ de votre instrument, utilisez l'échantillonnage calculé plus haut, ainsi que la taille de votre capteur CCD (en pixels) dans la formule suivante :

$$\text{Taille du champ} = (\text{échantillonnage} \times \text{largeur}) \text{ par } (\text{échantillonnage} \times \text{hauteur})$$

(taille du champ en arcsec, échantillonnage en arcsec/pixel, largeur et hauteur du capteur en pixels)

Voici ci-dessous 2 exemples d'instruments utilisant la même caméra CCD :

Camera CCD : SBIG ST402 (capteur KAF-0402), taille du capteur = 765 × 510 pixels

#### **Exemple 1 :**

*Télescope* : Lunette Takahashi, échantillonnage = 3.5 arcsec/pixel (basse résolution)

Champ : hauteur : 3.5 arcsec/pixel x 765 pixels = 2677 arcsec

Champ : largeur : 3.5 arcsec/pixel x 510 pixels = 1785 arcsec

**44' x 30'**

#### **Exemple 2 :**

*Télescope* : Celestron 11 SCT, échantillonnage = 0.66 arcsec/pixel (haute résolution)

Champ : hauteur : 0.66 arcsec/pixel x 765 pixels = 505 arcsec

Champ : largeur : 0.66 arcsec/pixel x 510 pixels = 337 arcsec

**8.4' x 5.6'**

Il est possible de réaliser une bonne photométrie, quelle que soit la taille de votre champ. Posséder un grand champ est très utile pour les étoiles brillantes et les cibles ayant des étoiles de comparaison un peu éloignées de la variable. Un instrument avec un petit champ est efficace pour des étoiles plus faibles, ou pour résoudre des étoiles dans des champs plus denses en étoiles.

## Filtres

Beaucoup de montages différents permettent de placer un filtre dans le chemin optique, entre le télescope et le capteur CCD. En photométrie, les filtres permettent de sélectionner la plage de longueur d'onde arrivant sur le capteur. Cela permet de mesurer le spectre d'une source à des points bien définis, fournissant ainsi plus d'informations physiques sur la source d'émission. D'un certain sens, l'utilisation de filtres en photométrie équivaut à réaliser de la spectroscopie avec une très faible résolution. Cela peut fournir des informations physiques supplémentaires concernant l'objet que vous observez, et, en général, cela rend vos observations encore plus utiles. L'utilisation d'un filtre peut être bénéfique (et quelques fois obligatoire), ceci n'est pas sans conséquences. Votre caméra reçoit moins de signal, vous forçant à allonger vos temps d'exposition. Cependant, l'analyse de vos données (par des chercheurs ou par vous-même) apportera plus d'informations à propos de l'étoile mesurée.

Correctement traitées, vos observations seront plus facilement comparables avec celles des autres observateurs, si vous utilisez des filtres standards. En effet, chaque capteur CCD possède une réponse spectrale légèrement différente. Sans filtres, vos observations seront toujours utiles pour l'analyse de la période. Mais les magnitudes calculées ne seront pas physiquement correctes, et seront différentes de celles des autres observateurs. Non seulement les résultats refléteront les particularités de votre caméra CCD, mais le fait que vous imagiez sur la totalité du spectre entraînera généralement le calcul d'une magnitude supplémentaire.

Il y a typiquement 3 cas pour lesquels les filtres ne sont pas utiles:

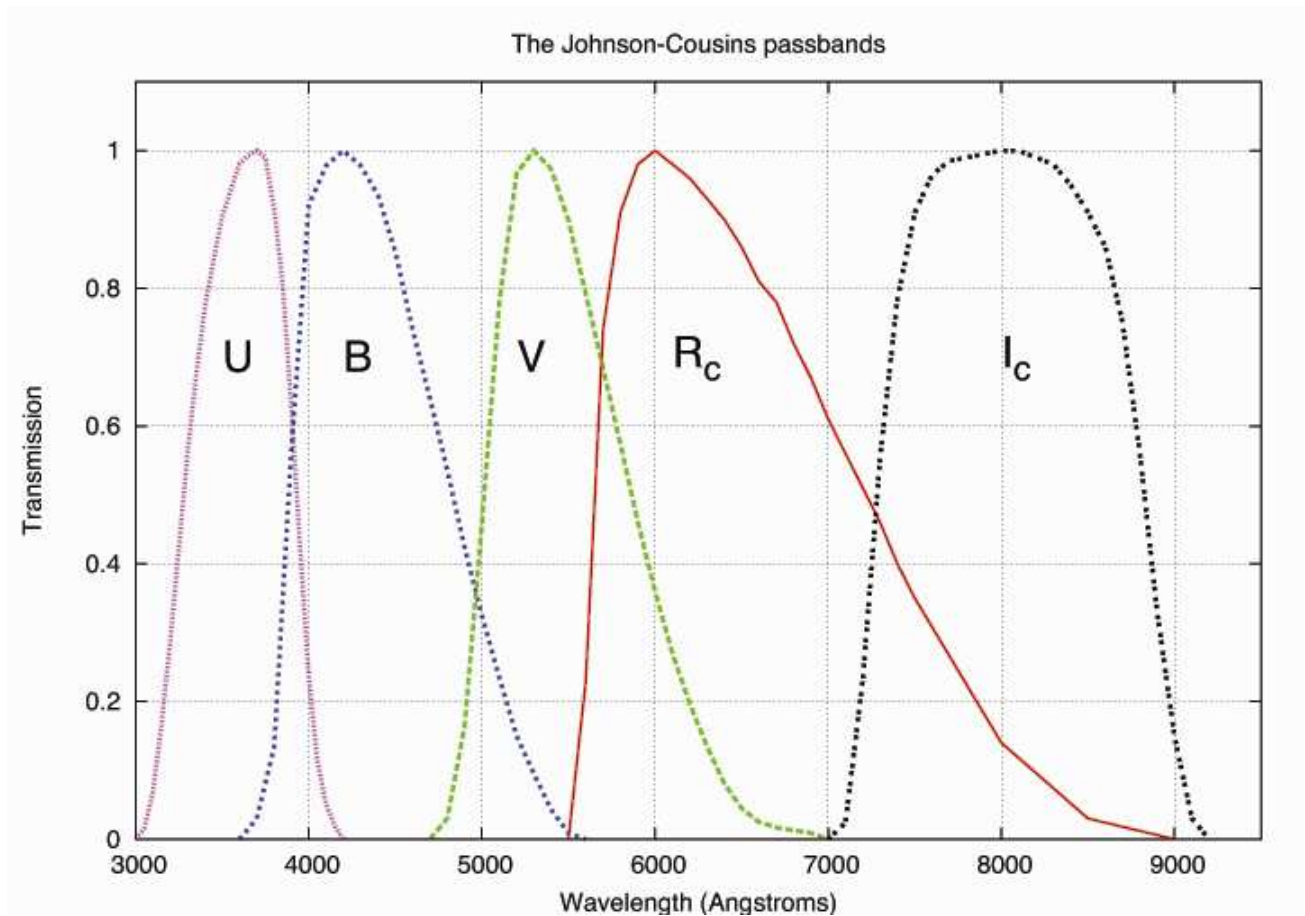
- 1) Quand la source de lumière est connue pour avoir une couleur neutre.
- 2) Quand toutes les longueurs d'ondes ont le même niveau de luminosité (généralement dans les objets chauds comme les variables cataclysmiques)
- 3) Lorsque l'objet est très peu lumineux, et sa simple détection a une grande valeur (comme les sursauts gamma) ou lorsque la détermination de la période est le but scientifique prédominant.

Certaines personnes utilisent des filtres non photométriques pour leurs observations. Le problème de ces filtres est qu'ils ne sont pas standard, et qu'il est difficile (voire impossible) de convertir ces résultats dans le système standard. Vous ne serez pas en mesure d'utiliser les mesures photométriques publiques des étoiles de comparaison et de vérification (qui sont généralement données dans les systèmes de couleur standard) ou de comparer vos résultats avec d'autres observateurs.

Si vous ne devez utiliser qu'un seul filtre, le meilleur choix serait le Johnson V. En effet, les magnitudes obtenues à partir des images réalisées avec ce filtre sont assez proches de celles des observations faites en visuel. Si vous souhaitez utiliser un second filtre, le plus utile sera le Johnson B, suivi de Cousins I, Cousins R et Johnson U (dans cet ordre).

"Johnson " et "Cousins" désignent tout simplement le système de filtre standard développé respectivement par Harold Johnson et Alan Cousins.

Les filtres peuvent se dégrader au fil du temps. Il est important de les inspecter tous les ans, de réaliser fréquemment de nouvelles images de calibrations (voir chapitre suivant) et de les nettoyer en suivant les instructions du fabricant.



## L'ordinateur et les logiciels

Puisque vous passerez plus de temps à l'ordinateur qu'à prendre des images, il est important que vous ayez des compétences de base en informatique.

Vous devez également bien comprendre le logiciel utilisé, et non seulement savoir l'utiliser, mais en connaître les fonctions de base. Passer du temps pour un apprentissage correct du logiciel sera rapidement payant.

Il y a beaucoup de bons logiciels disponibles, et certains effectueront plusieurs ou toutes les fonctions listées ci-dessous. L'AAVSO n'en recommande aucun en particulier, ce guide ne tentera pas de vous expliquer comment les utiliser. Celui que vous choisirez dépendra de vos préférences personnelles et compatibilité avec votre système. Compte tenu du temps important passé à l'ordinateur, il est important de choisir un logiciel qui vous soit confortable, et passiez le temps nécessaire pour bien le maîtriser. Dans la plupart des cas, vous pouvez télécharger des versions d'évaluations, et faire des tests avant de l'acheter. Il peut également être utile de discuter avec d'autres observateurs pour en apprendre d'avantage sur les forces et faiblesses de chaque produit.

Voici une liste des logiciels les plus courants :

- \* AIP4 Win
- \* AstoArt
- \* CCDops
- \* FotoDif (logiciel en espagnol)
- \* IRAF
- \* LesvelPhotometry
- \* MaximDL
- \* MPO Canopus
- \* Vphot

Voici les fonctions que vous aurez besoin d'effectuer:

*Interface CCD* : contrôler la CCD elle-même, sélectionner les filtres, réaliser les poses. Souvent votre CCD aura son propre logiciel d'imagerie.

*Réduction des mesures* : traitement des images, application des images de calibration.

*Astrométrie* : aussi nommé "plate solving" pour trouver la position RA et Déclinaison de chaque cible.

*Photométrie*: Pour effectuer des mesures de luminosité et créer un rapport AAVSO dans le format approprié.

Evidemment, vous aurez besoin d'un ordinateur pour utiliser un de ces logiciels. Il n'y a pas d'exigences fixes, mais WINDOWS est le système d'exploitation le plus couramment utilisé. Certains des logiciels mentionnés ci-dessus ne fonctionnent qu'avec WINDOWS, et il n'y a pas de version MAC ou LINUX disponibles. Il est aussi utile de disposer de beaucoup de ports USB, pour faire fonctionner votre caméra CCD avec tous les autres périphériques dont vous aurez besoin.

Les images créés avec votre CCD seront enregistrées dans le format de fichier FITS (Flexible Image Transport system) : c'est le standard pour le stockage des images scientifiques lisibles, et il est compatible avec tous les logiciels. Une fonctionnalité utile du format FITS est que l'information sur l'image (comme le nom de la cible, le temps de pose etc....) peut être stockée dans un format lisible avec l'image elle-même.

Une autre fonction nécessaire pour l'ordinateur est de donner précisément le temps. Si vous avez un accès internet dans votre site d'observation, vous pouvez obtenir précisément le temps avec l'USNO master clock (<http://tycho.usno.navy.mil/simpletime.html>). Sinon vous pouvez l'obtenir avec une autre source comme une horloge parlante WWV aux USA, ou l'équivalent dans d'autres parties du monde. Il existe aussi des logiciels pour contrôler et corriger le décalage temporel de votre système. Quoi qu'il en soit, il est important que vous mettiez souvent à jour l'horloge de votre ordinateur pour afficher le plus précisément l'heure, puisque c'est cette heure qui finira dans l'entête des fichiers FITS de vos images. Sans mises à jour fréquentes, la base de temps de votre ordinateur peut se décaler de plusieurs secondes (si ce n'est plus) et ceci dans un délai très court. Cela peut sembler peu,

mais pour mesurer des variations rapides de certaines étoiles, ou travailler sur une occultation, cela peut faire une différence cruciale dans la validité de vos données.

Une autre fonction importante de votre ordinateur est le stockage et archivage des mesures. Comme vous allez bientôt le découvrir, il ne faudra pas longtemps pour que vous ne commenciez à avoir beaucoup d'images, qui vont consommer beaucoup d'espace mémoire de l'ordinateur. Vous devez décider comment vous allez gérer cette organisation avant de commencer. Tout le monde commet des erreurs, ou rencontre de temps à autre un problème avec une image, il n'est pas rare pour rectifier une erreur de traitement, d'avoir à changer d'étoile de comparaison, ou dans d'autres cas, d'avoir besoin de récupérer des images antérieures. Par conséquent, il est essentiel que vos fichiers soient complets et organisés, afin que vous puissiez retrouver aussi facilement que possible ce dont vous avez besoin .

Voici les choses que vous devriez archiver dans vos fichiers:

- Le journal de la nuit, contenant les notes sur ce qui est observé, la météo, phases de lune etc.
- Les images de calibration.
- Les images brutes.
- Les images prétraitées.
- Le Journal des observations.
- Les notes sur les traitements.

## **Les cartes**

Utiliser ses propres cartes est un élément important pour tout programme d'observation d'étoiles variables . L'AAVSO a créé un outil en ligne pour que ce soit encore plus simple. Vous pouvez trouver le "Variable Star Plotter" (VSP) avec des liens d'aide sur les pages du site de l'AAVSO :

<http://www.aavso.org/vsp>

Certaines options vous seront utiles pour l'observation CCD, en particulier les suivantes:

*Choisir une orientation de carte*, sélectionner l'option "CCD", cela va créer une carte avec le nord en haut et l'est à gauche, vérifiez que votre caméra donne cela.

*Voulez-vous une carte ou un champ photométrique?* Vous pouvez choisir de tracer une carte, ou simplement une table de champ photométrique. Il est recommandé d'utiliser les deux. La table photométrique sera utile pour sélectionner une étoile de comparaison, car elle donne la position, la couleur, et la magnitude avec les différents filtres. Les commentaires sont aussi utiles, car ils vous alertent sur d'éventuels problèmes, ou des particularités lorsque vous choisissez une étoile de comparaison.

Il est aussi important que vous éditiez une carte de la partie du ciel que vous imagez, vous pouvez ainsi utiliser celle-ci pour vérifier que votre champ soit correctement identifié. Appliquez un zoom sur la carte, vous pouvez l'utiliser pour vérifier la présence d'un



compagnon à proximité de la variable, ou pour toute étoile de comparaison que vous prévoyez d'utiliser.

Les séries d'étoiles de comparaison AAVSO, ont soigneusement été choisies, merci de les utiliser. Utiliser des séquences non AAVSO ne signifie pas nécessairement que vos mesures ne seront pas valides, mais elles ne seront pas facilement comparables avec celles d'autres observateurs issues de la base de données AAVSO.

Beaucoup de logiciels comme Vphot englobent déjà des informations d'étoiles de comparaison AAVSO ; aussi vous n'aurez pas besoin de les renseigner, mais assurez-vous qu'elles soient valides. Des mises à jour et révisions de nouvelles séquences sont effectuées fréquemment, en grande partie suite aux demandes des observateurs.

*Voulez-vous afficher une image DSS sur votre carte?* Cette option va superposer une image issue du Digitized Sky Survey dans votre carte. Cela peut aussi vous aider à identifier votre champ, car cela montre les étoiles d'une façon similaire à ce que vous verriez à partir de votre CCD.

*Aimeriez-vous un champ standard?*

Cette option vous sera utile si vous imagez un champ dans le but de calculer les coefficients de transformations. La sélection de cette option signifie que seul le label des étoiles de comparaison sera affiché. Voir le chapitre 6 pour plus d'informations sur cette fonction.

Figure 3.2 : l'AAVSO Variable Star Plotter, (VSP) avec les options spécifiques CCD en développé.

### Variable Star Plotter (VSP)

**VARIABLE STAR PLOTTER**

**WHAT IS THIS?**

The Variable Star Plotter (VSP) is the AAVSO's online chart plotting program that dynamically plots star charts for any location on the sky, or for any named object currently in the Variable Star Index (VSI). By creating charts this way, every chart utilizes the most current data available. Through the use of unique Chart IDs generated by the Variable Star Plotter, one user can plot a chart, and another user in different part of the world can plot an identical chart by simply using the same Chart ID. The Variable Star Plotter is the tool you should use to create any chart that you would like to use.

**WHAT CAN I DO?**

By entering an object name or its coordinates on the sky, the Variable Star Plotter can produce a star chart for that object or location, and tailor it to your specific observing requirements. Many different parameters are adjustable via this interface, allowing you to get the perfect chart for the job. Customizable field of view, print resolution, magnitude limit, and orientation can be set for any chart plotted, or these values can be auto-weighted by selecting them one of the legacy chart scales familiar to many of our long-time observers. The charts produced by this tool include comparison star sequences for visual magnitude estimations.

**HOW CAN I GET HELP?**

For detailed instructions on using VSP, consult the [Help Guide](#). We also provide a [GET method API](#) for embedding charts in your website or custom software. If you need further assistance, you can email us at [aaavso@aaavso.org](mailto:aaavso@aaavso.org).

**PLOT A QUICK CHART...**

WHAT IS THE NAME, DESIGNATION, OR ALID OF THE OBJECT?  
*Required if no coordinates are provided below*

MR UMA

CHOOSE A PREDEFINED CHART SCALE  
*A is larger, B is smaller, G is smallest, G is largest*

G

CHOOSE A CHART ORIENTATION

Visual  Reversed  CCD

DO YOU WANT A CHART OR A LIST OF FIELD PHOTOMETRY?

Chart  Photometry Table

**PLOT CHART**

**ADVANCED OPTIONS**

DO YOU HAVE A CHART ID?  
*A Chart ID will allow you to reproduce prior charts*

PLOT ON COORDINATES:  
*Required if no name is provided above*

RIGHT ASCENSION  
 DECLINATION

WHAT WILL THE TITLE FOR THIS CHART BE?  
*Displayed at the top-center of the chart*

WHAT COMMENTS SHOULD BE DISPLAYED ON THE CHART?  
*Displayed beneath the chart star field*

MISCELLANEOUS OPTIONS

7.5	FIELD OF VIEW *
20.5	MAGNITUDE LIMIT *
75	RESOLUTION *

WHAT NORTH-SOUTH ORIENTATION WOULD YOU LIKE?

North Up  North Down

WHAT EAST-WEST ORIENTATION WOULD YOU LIKE?

East Right  East Left

WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS IMAGE ON THE CHART?  
*If Yes, retrieves and displays an image from the Digitized Sky Survey*

No  Yes

WHAT OTHER VARIABLE STARS SHOULD BE MARKED?

None  GCVS only  All

WOULD YOU LIKE ALL MAGNITUDE LABELS TO HAVE LINES?  
*If Yes, this will force lines to be drawn from all magnitude labels to the stars*

No  Yes

HOW WOULD YOU LIKE THE OUTPUT?  
*If HTML, headers/footers and other extra information will be shown*

HTML  Printable

WOULD YOU LIKE A BINOCULAR CHART?  
*Binocular charts omit comparison star labels not useful for binocular viewing*

No  Yes

WOULD YOU LIKE A STANDARD FIELD CHART?  
*Standard field charts omit comparison star labels not included in the standard field.*

No  Yes

**RESET ALL** **PLOT CHART**

**CHOOSE A CHART ORIENTATION**

Visual  Reversed  CCD

**DO YOU WANT A CHART OR A LIST OF FIELD PHOTOMETRY?**

Chart  Photometry Table

**WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS IMAGE ON THE CHART?**  
*If Yes, retrieves and displays an image from the Digitized Sky Survey*

No  Yes

**WOULD YOU LIKE A STANDARD FIELD CHART?**  
*Standard field charts omit comparison star labels not included in the standard field.*

No  Yes

## Chapitre 4 : Les acquisitions et le traitement des images

### Réaliser des images de calibration

Une des clés pour obtenir des mesures scientifiques utilisables est de calibrer correctement vos images. Il est important que vos images et mesures représentent avec précision le signal des étoiles. Les sources de signal non-astrophysiques devront être quantifiées, et supprimées chaque fois que c'est possible, afin qu'elles ne contaminent pas vos mesures.

Heureusement, il y a des moyens simples pour faire cela, en prenant différents types d'images qui vont enregistrer les différents signaux instrumentaux. Vous trouverez cela dans votre logiciel d'imagerie, c'est lui qui vous aidera et fera le plus gros du travail. Faites attention de bien renseigner quelles sortes d'images de calibration vous avez prises dans chaque cas, pour que votre logiciel sache quoi faire plus tard lorsqu'il aura à les traiter. Dans la plupart des cas, les seules décisions que vous aurez à prendre seront de configurer votre programme d'imagerie pour les temps d'expositions, le nombre de poses à faire, et quels filtres utiliser.

#### *Zoom 4.1 guide rapide pour faire des images de calibration*

Toutes les images de calibration seront faites à la même température que les images scientifiques. Laisser votre caméra se stabiliser en température ½ heure avant de faire les images.

#### **Images de Bias :**

- Elles doivent se faire dans le noir, obturateur fermé et/ou couvercle en place.
- Le temps d'exposition doit être de zéro seconde, ou le plus court possible.
- Prendre 100 images, et en faire une moyenne pour créer le master Bias.

#### **Images de Dark :**

- Elles doivent se faire dans le noir, obturateur fermé / et / ou couvercle en place.
- Leur temps d'exposition doit être le même (ou plus long) que celui de vos acquisitions.
- Prendre 20 images ou plus, soustraire le maître Bias, et en faire une addition médiane pour créer le maître Dark.

#### **Images de Flat :**

- Prendre des images d'une source de lumière uniforme, ou du ciel au crépuscule.
- Assurez-vous que la mise au point soit la même que celle utilisée pour les images scientifiques.
- Prendre plus de 10 images pour chaque filtre, soustraire le maître Bias et faire une addition moyenne ou médiane pour créer le maître Flat.

Votre logiciel fera aisément tout cela pour vous : réaliser la compilation et appliquer les images de calibration aux images brutes. Selon le logiciel que vous utilisez, les étapes de compilation ou soustraction d'une image à une autre peuvent être automatiques ou quasi automatiques.

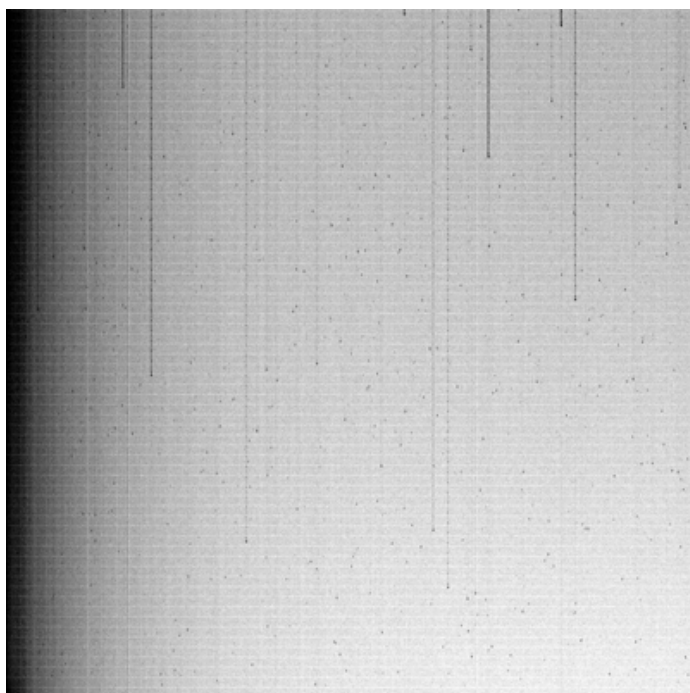
Il est important de connaître les bases de fonctionnement de votre logiciel, et quels choix vous aurez à faire pour le traitement.

Le principe des images de calibration est qu'elles sont utilisées pour normaliser vos images brutes, les rendant plus représentatives de la lumière source reçue, en corrigeant les défauts de l'instrument qui modifie le signal réel de la source.

### Image d'Offset (Bias)

Pour chaque images, votre caméra CCD et son électronique génère des bruits qui s'additionnent au signal, ceci est indépendant du temps de pose. Les images de Bias sont utilisées pour compenser le bruit de lecture et les autres bruits électroniques. Elles pourront également supprimer tous les signaux constants présents en sortie de la caméra, générés par son électronique. Les Bias sont créés en prenant des images de zéro seconde (ou la plus courte exposition possible pour votre système) et sans exposition lumineuse de la caméra. Une fois les Bias pris, vous devez les moyenner pour créer un "maître Bias", il est nécessaire d'en prendre beaucoup pour lisser le bruit qui est aléatoire.

N'utiliser qu'une faible quantité de Bias pourrait en définitive introduire plus d'erreurs qu'elle n'en enlèverait.



**Image négative d'un offset**

Toutes vos images de calibration et brutes doivent être prises avec le même réglage de température, la plus basse possible, en tenant compte de votre emplacement et de l'époque de l'année. Réglez le refroidissement de la caméra à une température pouvant être aisément atteinte sans dépasser 80 % de sa capacité de refroidissement, laissez-la en fonctionnement une demi-heure, jusqu'à ce que la caméra se stabilise.

Une fois le Bias maître créé, vous pourrez l'utiliser jusqu'à ce que la température ambiante soit trop élevée et vous empêche de réguler votre CCD, ou bien jusqu'à ce que l'électronique de la caméra subisse des modifications.

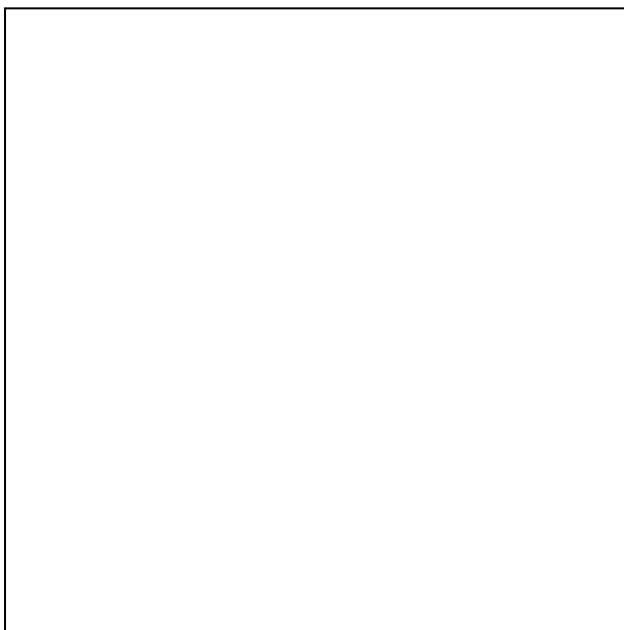
## Images de Noir (Dark)

Le mouvement thermique des électrons au sein du capteur génère doucement un signal proportionnel au temps d'exposition, non pas qu'il soit exposé à la lumière, mais parce que les électrons ont tendance à s'accumuler dans chaque photosite au fil du temps. Les images de Dark sont conçues pour quantifier le "courant d'obscurité" ou le bruit thermique dans le capteur CCD, aussi il doit être soustrait des images brutes. "Les pixels chauds" peuvent généralement être limités en utilisant une température basse et régulée, car ils diminuent avec la température du capteur.

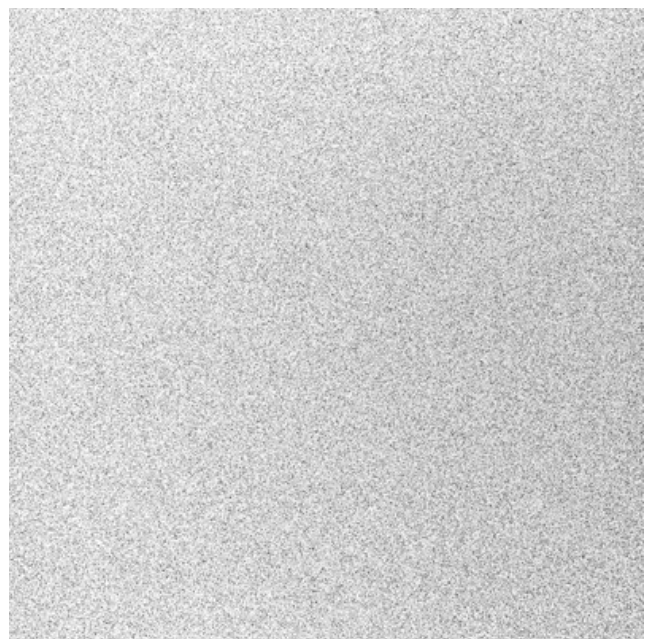
Pour faire des Darks, assurez-vous qu'aucune lumière ne pénètre dans l'optique, prenez des images ayant le même temps, (ou plus long) d'exposition que vos images brutes. La raison est qu'il ne faut pas utiliser des images de Dark avec un temps d'exposition plus court que vos brutes, si toutefois c'est le cas, votre logiciel devra en tenir compte, en quelque sorte augmenter artificiellement les pixels chauds, pour tenir compte d'une exposition plus longue. Des pixels chauds pourraient se saturer, ce qui aurait un impact négatif sur le résultat final.

Comme pour les Bias, plus vous ferez d'images, mieux ce sera, après avoir soustrait le Bias maître, votre logiciel compilera l'ensemble de vos Darks. Il est bon d'inspecter vos Darks et de supprimer les mauvais avant d'en faire la moyenne, là encore votre logiciel devrait avoir cette fonction.

Une suggestion est de faire tous vos Bias et Darks pendant les nuits couvertes, de les stocker dans une bibliothèque en fonction de leur température et temps d'exposition. Comme avec les Bias, vous devez prendre de nouveaux Darks à chaque fois que quelque chose change dans l'électronique, comme un nouvel ordinateur, un câblage différent, etc.



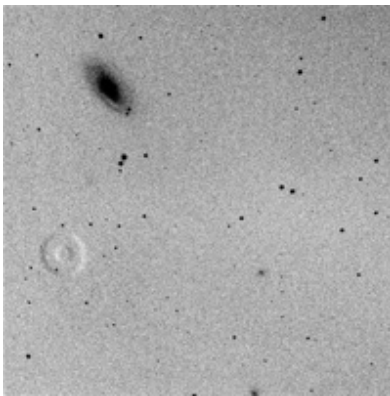
Dark de 10 s (image négative)



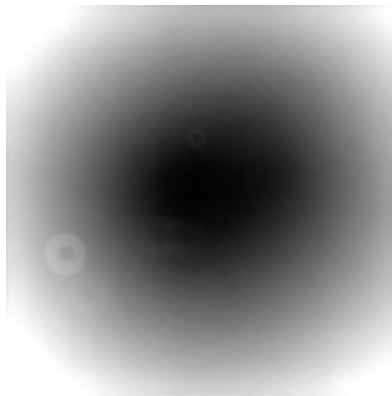
Dark de 300 s (image négative)

## Plage de lumière uniforme (PLU) (FLAT)

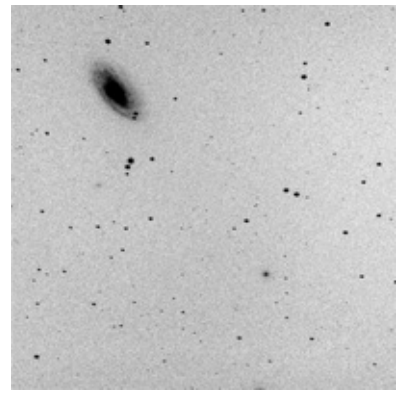
Le but des Flat est de créer une image, qui une fois appliquée à vos images brutes, va compenser les problèmes liés au chemin optique depuis le télescope jusqu'au capteur CCD. Des défauts comme des poussières sur les optiques, réflexions sur les baffles, un mauvais alignement optique pouvant créer des gradients sur les niveaux de lumière passant dans le système. En prenant des images d'une source de lumière uniforme, un bon nombre de ces défauts peuvent être enregistrés et quantifiés, pour être ensuite retirés sur les images brutes, parallèlement les Bias et les Darks supprimeront les autres types de défauts.



*Image non traitée montrant l'effet d'une poussière*



*Flat avec la poussière*



*image avec le Flat appliqué*

La difficulté pour les Flats provient de la "source de lumière uniforme". Beaucoup de personnes utilisent une surface blanche uniformément éclairée sous la coupole ou contre le mur de leur observatoire. Une autre procédure courante est d'utiliser le ciel lui-même au coucher ou lever du jour (voir 4.2). Dans les deux cas, il est important que la source soit uniforme, sinon les images prises ne refléteront pas précisément les défauts du chemin optique, mais les défauts de la source de lumière!

Pour prendre des Flat, assurez-vous que la température soit stable, identique à celle utilisée pour les Bias et Darks. La mise au point devra être la même que pour vos images brutes, sinon vos "taches de poussières" ne correspondront pas à celles qui affectent vos images brutes.

Les temps d'exposition seront variables en fonction des filtres, sauf si vous pouvez régler la luminosité de la source pour compenser les différences d'exposition. Le but est d'exposer la CCD à la moitié de la dynamique (ce qui est expliqué dans la section sur l'équipement, page 15).

Prenez au moins 10 images pour chaque filtre. Si votre source de lumière est le ciel, demandez à votre logiciel de faire une combinaison " médiane " des Flats pour chaque filtre,

afin de supprimer les étoiles qui auraient pu être incluses, sinon faire une "moyenne". La création du FLAT maître se fait en compilant les (FLATs brut) – (Bias maître). Pour d'autres observations, vous pouvez utiliser les Flats maîtres que vous venez de créer, mais il est de bonne pratique d'en faire de nouveaux au moins chaque mois. La poussière se loge facilement partout, même en essayant d'y remédier! Si quelque chose change dans votre chemin optique (comme ajouter un réducteur de focale, remplacer un filtre, ou tourner votre CCD) vous devez créer un nouveau Flat maître.

#### **Zoom 4.2 : Prendre des Flats**

Utiliser le ciel lui-même est le moyen le plus facile (et le moins cher) pour réaliser les Flats. Mais ce n'est pas infallible. En suivant les suggestions suivantes, vous devriez être en mesure d'éviter les principales erreurs.

Utilisez une fenêtre de 20 à 30 minutes, débutant lorsque le soleil est à environ  $5^\circ$  à  $7^\circ$  en dessous de l'horizon, le soir, ou se terminant lorsque le soleil est à  $5$  à  $7^\circ$  sous l'horizon le matin.

Pointez votre télescope vers le zénith.

Déplacez votre télescope entre les prises, de sorte que si jamais des étoiles soient visibles, elles ne soient pas à la même place dans 2 prises.

Évitez d'imager les Flats vers la Voie lactée, là où les étoiles sont plus nombreuses.

Ne prenez pas des Flats, lorsqu'il y a des nuages ou la lune.

Choisissez pour chaque filtre un temps d'exposition qui donne un nombre d'ADU minimal égal à la moitié de la dynamique, tout en ayant un temps de pose compris entre 3 et 30 secondes.

Faites les Flats du filtre le plus atténuant lorsque le ciel est le plus clair, et inversement le filtre le plus passant lorsque le ciel est le plus sombre.

#### **Acquisition d'images brutes**

Maintenant que vous avez vos ensembles d'images de calibration, il est temps de commencer la collecte d'images d'étoiles variables. Il y a plusieurs facteurs à considérer.

##### *Réglage de la température*

La température de votre caméra devra être réglée la plus basse possible pour réduire le courant d'obscurité. Si vous utilisez une caméra refroidie thermo-électriquement, réglez-la à la température la plus basse que vous pouvez atteindre, tout en gardant un niveau de puissance inférieur à 80% (ainsi il reste une petite réserve de refroidissement si nécessaire). Laissez votre caméra se stabiliser 30 minutes avant de commencer les images. Comme

mentionné précédemment, vos images de calibration devront être faites en utilisant la même température que vos images brutes.

En été, si vous devez utiliser votre CCD, compte tenu de la chaleur, choisissez des cibles avec des temps d'expositions relativement courts, ce qui réduira le courant d'obscurité.

### *Utilisation des filtres*

Dans le but de produire des mesures pouvant être facilement exploitées par les utilisateurs (ce qui est la philosophie de ce guide), vous devez toujours utiliser des filtres photométriques, sauf dans de rares cas où les contraintes scientifiques demandent des observations non filtrées. Ne pas utiliser de filtre, ou prendre des filtres non standards, limiterait le résultat, car en fonction de la couleur de l'étoile, et de la réponse de votre système à cette couleur, le résultat sera probablement très différent d'un observateur à l'autre. Ces données pourront être utilisées pour dater des événements, comme les minimums des binaires à éclipses, mais ils ne pourront pas fournir des mesures, comme d'autres données filtrées pourront le faire.

Lors de l'acquisition de vos mesures, il est utile d'utiliser un ou plusieurs filtres photométriques standards. Voir le chapitre sur les filtres et équipement (page 21) pour plus de détails.

### *Comment choisir le temps d'exposition*

Le temps d'exposition retenu pour chaque image dépend de plusieurs facteurs comme la variation de luminosité de la variable, le filtre que vous utilisez, la qualité de votre monture, et l'utilisation ou non de l'auto-guidage. En général, vous devez utiliser la plus longue exposition possible permise à la fois par la luminosité globale, et l'échelle de temps de la variation que vous voulez mesurer. L'aspect le plus critique pour choisir l'exposition appropriée pour un filtre donné est de ne surtout pas saturer l'image de la variable (ou des étoiles de comparaison). Une étoile saturée vous donnera une mesure erronée de sa luminosité, qui se traduira par des mesures inexacts.

Pour éviter ce problème, il est important de commencer par connaître le niveau de saturation de votre CCD, mesuré en "Analog to Digital Units" (ADU) (voir la section sur la détermination de linéarité, page 16). Une fois la limite haute connue, prenez des images "concrètes" d'étoiles dont vous connaissez la luminosité en utilisant différents temps de pose. En inspectant vos images, et en utilisant vos logiciels pour mesurer le nombre d'ADUs de l'étoile, vous pourrez être capables de déterminer le point pour lequel l'étoile se sature. De cette information, vous pouvez établir l'exposition maximale et minimale pour chaque magnitude d'étoiles susceptibles d'être imagée. Vous pouvez ensuite faire une table donnant l'exposition en fonction de la magnitude de l'étoile et ceci pour chaque filtre. Cela vous fera gagner beaucoup de temps par la suite.

Gardez à l'esprit qu'une image d'étoile peut saturer bien avant qu'elle ne "bloom" (lorsque qu'apparaît des pics blancs semblant sortir de l'étoile).



Voici quelques autres conseils utiles relatifs aux temps d'expositions:

- Si vous êtes incertain sur le temps d'exposition pour une nouvelle cible, optez toujours pour une exposition plus courte.
- De petites expositions sont plus bénéfiques que de plus longues. Plus l'exposition est longue, plus il y a de chances que votre image soit affectée par des défauts de suivi, passages de satellite, rayons cosmiques, nuages qui passent, etc. Les images plus courtes peuvent ensuite être compilées pour améliorer le Rapport Signal sur Bruit.

Ne jamais prendre des poses de moins de 3 secondes, et de préférence de moins de 10 secondes, surtout si votre caméra a un obturateur. Lors de courtes poses, l'effet d'ouverture et fermeture de l'obturateur affectera la photométrie.

Sachez que les différents filtres auront souvent besoin de différents temps d'exposition, non seulement parce que la réponse de la CCD est différente en fonction du filtre, mais aussi parce que l'étoile peut émettre beaucoup moins de lumière dans une bande que dans une autre. Cela est particulièrement vrai pour les filtres bleus sur les étoiles rouges.

#### *Déterminez le nombre d'images à faire*

La 1<sup>ère</sup> étape pour décider combien d'images il faut faire pour chaque étoile étudiées, est de déterminer qu'est ce qui est approprié pour une étoile particulière, ou une classe d'étoile. Par exemple, si vous imagez une MIRA, cela n'aurait pas de sens de soumettre plus d'une observation par semaine pour cette étoile. Dans ce cas vous pourriez réaliser au moins 3 images dans chaque filtre traitée séparément, faire une moyenne des magnitudes (en fait, les flux devraient être moyennés avant d'être convertis en magnitude, mais dans la plupart des cas, la différence est insignifiante et soumettre à l'AAVSO juste une mesure moyenne dans chaque filtre.

Les "Times series" sont des séries d'images, pouvant atteindre la centaine, faites au cours d'une même soirée, réservées aux étoiles dont les paramètres astrophysiques varient au cours d'une courte échelle de temps.

Plus d'informations sur ce sujet sont traitées dans la section "science et photométrie" du présent guide (voir page 64). Il est important de considérer que pour obtenir des mesures fiables, une fréquence d'observation appropriée est importante : vous devez la déterminer avec attention quand vous préparez une observation. Trop d'observations d'un type d'étoiles dans un temps trop court peuvent déformer la courbe de lumière et vous faire perdre votre temps. A l'inverse, trop peu d'observations d'autres types d'étoiles peuvent rendre vos données moins précises.

## *Trouver le champ*

En raison du champ restreint typique aux CCD, vous pourrez avoir du mal à trouver le champ dans lequel la variable que vous voulez imager se trouve. Voici quelques suggestions et conseils:

- Connaître le champ de votre système. Des suggestions sur ce point sont données dans la section "équipement" de ce guide en page 20.
- Avant de commencer assurez-vous que votre télescope soit bien aligné, pointez une étoile brillante, recentrez-la dans le champ et faites une re-synchronisation. Il peut être avantageux d'utiliser un filtre V ou B pour réduire les chances d'obtenir une "image fantôme" de l'étoile brillante lors de votre prochaine exposition.
- Imprimez des cartes de champ VPS, à différentes échelles, et utilisez-les pour vous aider à contrôler les astérismes d'étoiles pour vérifier que vous pointez bien l'étoile que vous pensez pointer. Vous pouvez utiliser une image DSS en calque sur le champ VPS. Prenez votre temps pour bien faire les choses.
- Utilisez un logiciel de cartographie (comme The Guide, The Sky, etc. ...) que vous pouvez personnaliser en fonction de votre champ et de la magnitude limite. Superposez votre image sur la carte d'étoiles pour monter le champ de votre CCD.
- Utilisez un logiciel de contrôle de pointage de votre télescope si cela est plus précis que le pointage GOTO. Cela peut inclure une lunette guide ou un appareil photo avec son propre logiciel si vous les avez installé dans votre système.
- Essayez de placer votre étoile cible au centre du champ et assurez vous que les étoiles de comparaison soient également dans le champ.

## **Cas particuliers et autres questions**

### *Les étoiles très lumineuses*

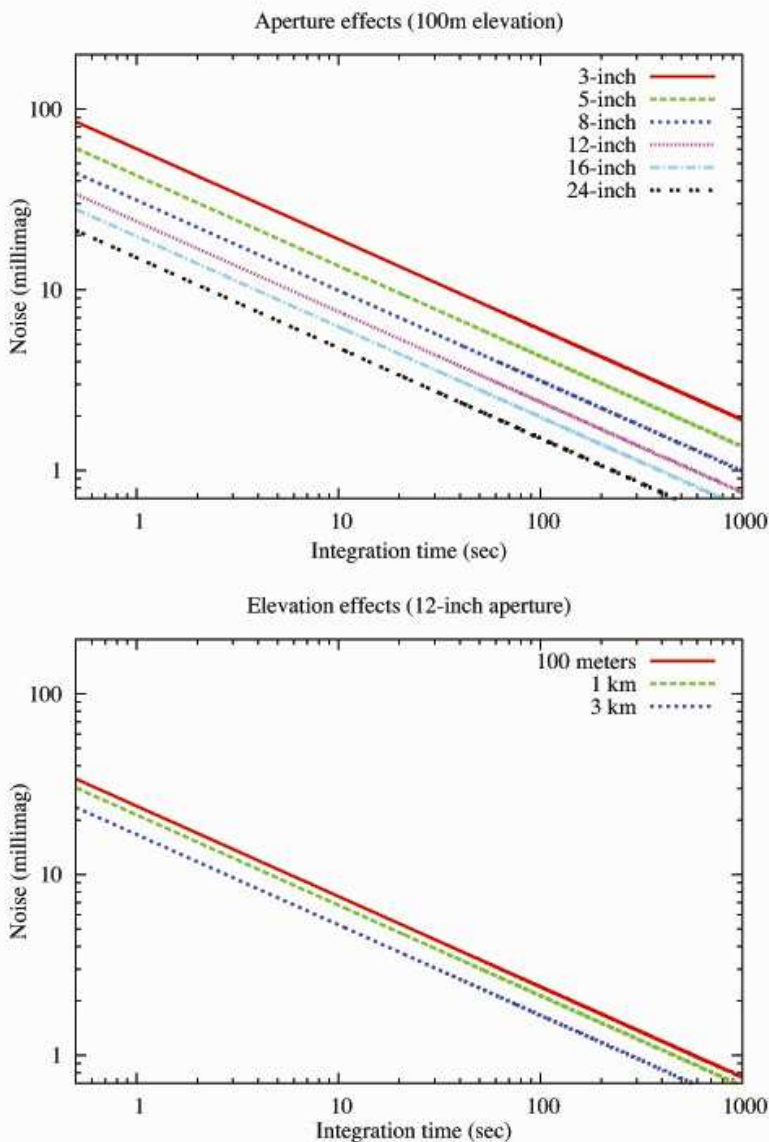
Les étoiles lumineuses posent un problème particulier aux photométristes. Dans le but d'éviter la saturation, vous voudrez utiliser des temps de pose courts. Cependant, en plus des inconnues liées à l'ouverture et fermeture de l'obturateur, de très courtes expositions peuvent souffrir d'un effet de scintillement, scintillement qui sera moyenné avec des temps de pose plus longs. Pour éviter ces problèmes il est recommandé de ne jamais faire des temps de pose de moins de 10 secondes.

Lorsque vous atteindrez le point où vous ne pourrez pas poser plus longtemps sans saturer, vous pourrez utiliser une ou plusieurs techniques suivantes :

- Utiliser un masque (obturateur) d'ouverture pour limiter la quantité de lumière entrant dans la caméra CCD (notez que vous devrez refaire les flats avec cette méthode).
- Essayez d'utiliser un filtre photométrique bleu (B), au lieu d'un filtre visuel (V). Non seulement parce que le filtre lui-même va atténuer la lumière, mais aussi parce que les caméras CCD sont moins sensibles à la bande B qu'à la bande V, R ou Ic.
- Défocaliser un peu l'image. Cela étalera un peu la lumière sur plusieurs photosites, permettant ainsi d'augmenter le temps de pose avant que la saturation ne se produise.

Dans tous les cas, lorsque vous devez utiliser des poses courtes, pour éviter la saturation, vous devrez envisager de prendre plusieurs poses courtes et de les compiler en une seule mesure (possible si l'étoile varie suffisamment lentement). Cela aidera à atténuer l'impact de la scintillation.

### Zoom 4.3 :



La scintillation est causée par la réfraction de la lumière des étoiles due à des cellules de turbulences dans l'atmosphère. Les étoiles scintillent à la fois sur de courtes périodes et grandes périodes de temps, mais les plus grandes amplitudes sont notables sur les délais courts. La scintillation a été mesurée expérimentalement (voir Young 1967) et les effets du bruit sur le signal peuvent être connus approximativement, en fonction du diamètre optique, du temps d'exposition, de l'airmass, et de l'élévation du site d'observation.

Ce graphique montre les effets du diamètre (en haut) et de l'élévation du site (en bas) sur le bruit de scintillation en fonction du temps de pose (calculé par l'équation de Young, en supposant que  $S_0 = 0.09$ , airmass = 1.5).

Les grands télescopes réduisent le bruit de scintillation.

Le site Web de Radu Corlan présente des tables sur les effets de scintillation, elles sont disponibles sur:

<http://astro.corlan.net/gcx/scint.txt>

*Les champs contenant beaucoup d'étoiles:*

Les observateurs inexpérimentés devraient éviter d'imager dans des champs dont les étoiles sont très proches les unes des autres. La raison est qu'il est très difficile de faire de la photométrie précise lorsque les étoiles se touchent ou se chevauchent. Les données contenant la mesure combinée de deux étoiles sont en général peu utiles. Dans le but de séparer les deux étoiles, vous devrez utiliser des procédés mathématiques comme la "Point Spread Fonction" PSF qui n'est pas expliquée dans ce guide.

La seule exception à cette règle est lorsque l'éclat de l'étoile « proche » représente 1 % (ou moins) de l'éclat de la variable, et ceci pendant toute la plage de variabilité. Dans ce cas, on peut utiliser la compilation des deux étoiles, la variable et son étoile proche. Cependant dans de fréquents domaines cela ne peut être le cas.

Le pire est avec les MIRA où lors du maximum, l'étoile variable peut être bien plus lumineuse que le compagnon, mais moins lumineuse lors du minimum. Ce cas conduit souvent à la confusion entre deux observateurs. Les archives de l'AAVSO ont un certain nombre de courbes "à fond plat" résultant de cette confusion.

### *Mesures proche de l'horizon*

Les observations basses sur l'horizon doivent aussi être évitées. Observez des objets seulement lorsque l'airmass est inférieure à 2.5 (ou l'élévation est  $\geq$  à  $23^\circ$ ). Lorsque la lumière de l'étoile doit traverser une épaisseur transversale d'atmosphère, sa luminosité est réduite. Ceci porte le nom d'atténuation ou extinction atmosphérique. Il est possible de modifier vos données pour corriger ceci, mais cela est compliqué car le taux d'atténuation change lorsque que l'on est proche de l'horizon. L'effet dépend en plus de la couleur de l'étoile que vous mesurez. A un certain moment vous devrez appliquer des corrections différentes pour chaque étoile, même si elles sont dans un champ identique. Cela s'empirera au plus près de l'horizon.

L'épaisseur de l'atmosphère est quantifiée selon le terme "d'airmass". L'airmass est définie comme étant la longueur de la trajectoire de la lumière dans l'atmosphère ramenée au plus court chemin possible (vers le haut). Ainsi l'airmass pour un objet au zénith est de 1, l'airmass pour un objet proche horizon est très grand

#### **Zoom 4.4 : Estimation de l'airmass**

L'airmass (X) peut être approximativement calculé en utilisant cette formule :

$$X = 1/\cos(\theta)$$

Où  $\theta$  est l'angle zénithal, ou l'angle entre le zénith et l'objet imagé (au zénith  $\theta = 0^\circ$ , sur l'horizon  $\theta = 90^\circ$ )

Elévation au-dessus horizon	Angle zénithal	Airmass
$90^\circ$	$0^\circ$	1
$60^\circ$	$30^\circ$	1.15
$30^\circ$	$60^\circ$	2
$23^\circ$	$67^\circ$	2.56
$20^\circ$	$80^\circ$	2.92

10°	90°	5.76
-----	-----	------

Quand vous soumettez vos données à l'AAVSO, il est souhaitable d'inclure l'airmass pour chaque observation. Si votre logiciel de photométrie ne le calcule pas pour vous, ou si vous ne pouvez pas obtenir l'airmass à partir de votre carte du ciel, vous pouvez prendre l'angle zénithal de votre cible, et calculer l'airmass par vous-même (voir table 4.4)

## Inspection d'image

Avant de commencer les calculs dans vos images, il est important d'effectuer au moins un contrôle qualité en les inspectant visuellement. En faisant cela vous détecterez les problèmes potentiels ou les mauvaises procédures, ainsi que des paramètres hors de votre contrôle qui peuvent affecter les résultats finaux. Dans certains cas vous pourrez tout de même utiliser vos images, mais dans d'autres elle seront inutilisables. Quoi qu'il en soit, cela vous fera économiser beaucoup d'ennuis plus tard, quand vous essaieriez de comprendre pourquoi une observation est si différente de la prévision.

Les pages suivantes contiennent une liste de problèmes d'image couramment rencontrés et de quelle manière ils se manifestent.

Des exemples d'images avec ces problèmes peuvent être trouvés aux pages 38 à 40.

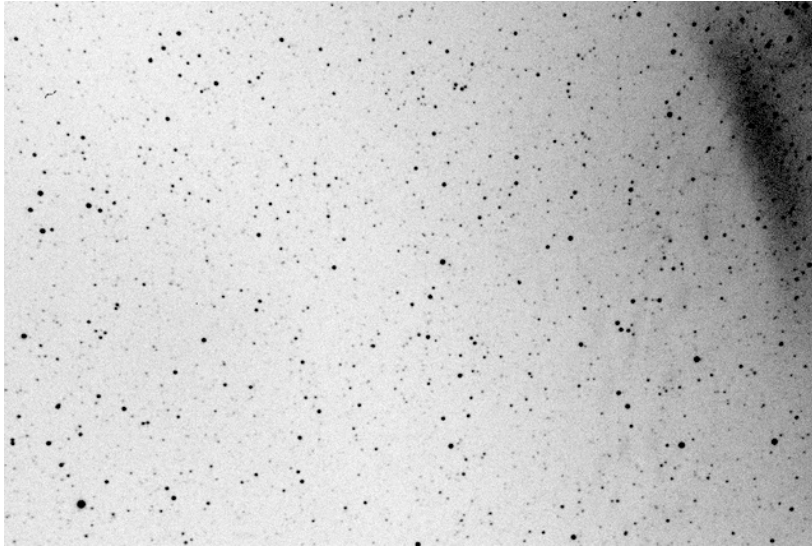
### *La saturation*

Les étoiles trop lumineuses pour le temps d'exposition peuvent souvent présenter du blooming. Il est toutefois important de noter qu'une étoile peut donner des signes de saturation bien avant de bloomer. Pour voir si elle est saturée, vérifiez le nombre d'ADU dans la partie centrale (la plus lumineuse de l'étoile) ; il est bien de le faire également pour l'étoile cible, ainsi que pour l'étoile de contrôle, et les étoiles de comparaison que vous prévoyez d'utiliser. Si pour l'une d'entre elles, la valeur d'ADU se rapproche ou dépasse la capacité de votre CCD, c'est que cette étoile va se saturer et elle ne devrait pas être incluse dans les mesures. Il est parfaitement correct d'utiliser d'autres étoiles non saturées dans le champ, tout autant qu'elles ne soient pas affectées par les « pointes » des étoiles qui saturent et blooment.

### *Problème de filtre*

La roue à filtres dans votre caméra CCD est une pièce assez fragile de votre équipement. Parfois elle peut se coincer et soit ne pas tourner du tout, ou rester entre deux positions. Un blocage entre deux peut masquer des étoiles dans une partie de votre image. Si la roue ne tourne pas du tout, vous pouvez penser que vous êtes sur un filtre d'une certaine couleur, alors que vous n'y êtes pas. Cela peut être plus difficile à déceler, tant que vous n'effectuez pas réellement la photométrie .

Si quelque chose n'est pas cohérent, revenez en arrière et vérifiez.



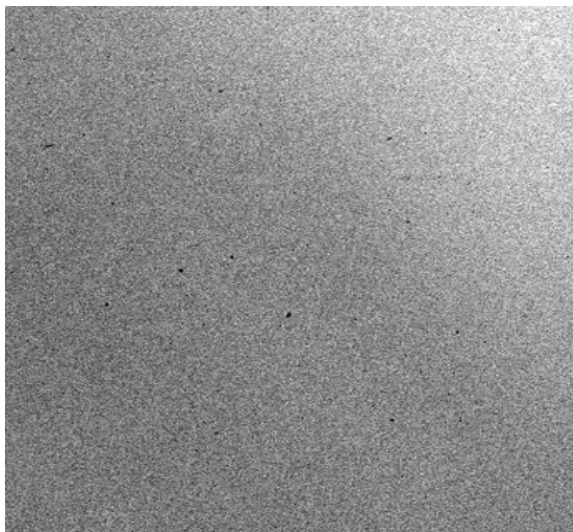
*Image négative montrant l'effet de la lumière diffusée par la lune dans le coin supérieur droit*

### *Diffusion de lumière*

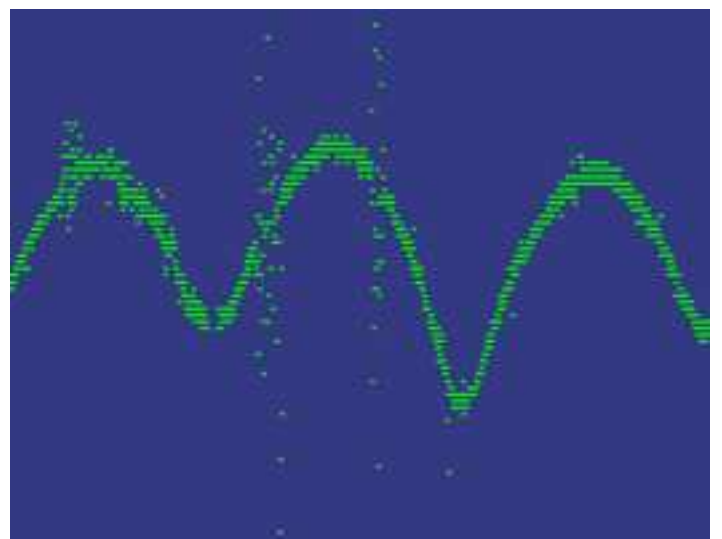
Des réflexions dans le tube du télescope ou dans d'autres éléments optiques peuvent causer des zones claires, des cercles ou des images d'étoiles dédoublées qui pourraient affecter vos résultats. Cela est particulièrement évident lorsque la Lune est présente, ou s'il y a des étoiles brillantes ou planètes près du champ que vous imagez.

### *Problèmes atmosphériques*

Lorsque vous configurez votre équipement pour une nuit d'acquisition, prenez quelques instants pour étudier le ciel. Notez ce que vous voyez (surtout s'il y a des nuages environnants), prenez des notes sur les conditions de seeing et la transparence. Etant donné qu'il est difficile de voir les nuages fins dans un ciel très noir, pensez à noter ce que vous voyez à l'aube ou au crépuscule.



*Nuages dans l'image négative*



*Courbes de lumière de VW cep montrant les effets des nuages*



Il n'est pas toujours aisé de détecter ces fins nuages dans votre image, mais plus tard, à l'étude de vos résultats photométriques, vous pourrez soupçonner que quelque chose ne va pas ; c'est là que vos notes peuvent entrer en pratique. Dans de rares cas, un nuage peut affecter de manière identique votre étoile cible et les étoiles de comparaison, vous aurez les mêmes atténuations, et en raison de la méthode de photométrie différentielle, l'effet sera annulé. Cependant, c'est rarement le cas, alors gardez bien les résultats de vos mesures, et dans des conditions météorologiques douteuses, regardez-les avec un œil critique.

#### *Rayons cosmiques:*

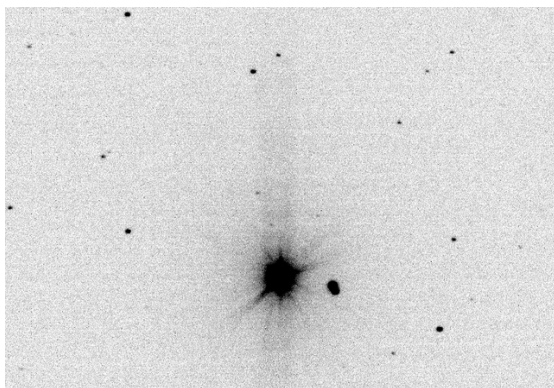
Il n'est pas rare de voir l'effet des rayons cosmiques frappant vos images, surtout si vous êtes en altitude. Ceux-ci se manifestent sur vos images par de petits traits lumineux, boucles ou trainées (1 à 3 photosites). Ils sont aléatoires et généralement ne présentent pas de problèmes. Si toutefois, l'un d'eux se situe dans le cercle du signal de l'étoile, ou l'anneau du fond de ciel, l'effet pourra être perceptible.

#### *Avions / satellites / météores*

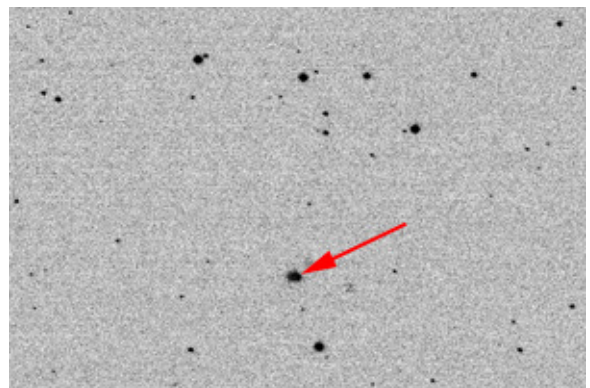
Tout comme les rayons cosmiques, les avions, météores et satellites qui peuvent traverser votre image, ne sont pas un problème tant qu'ils ne sont pas trop près d'une étoile que vous mesurez. Si vous êtes assez malchanceux pour que cela se produise, vous pouvez avoir à choisir d'autres étoiles de comparaison, ou sauter l'image concernée.

#### *Image fantôme (image résiduelle)*

En raison de la conception du capteur de votre caméra CCD, si vous prenez une image d'un objet lumineux, il est possible que vous obteniez une image "fantôme" de cet objet dans l'image suivante. Il apparaîtra une tache floue, qui se dissipera progressivement avec les images. En général ces artéfacts ne posent pas de problèmes, sauf s'ils interfèrent avec une



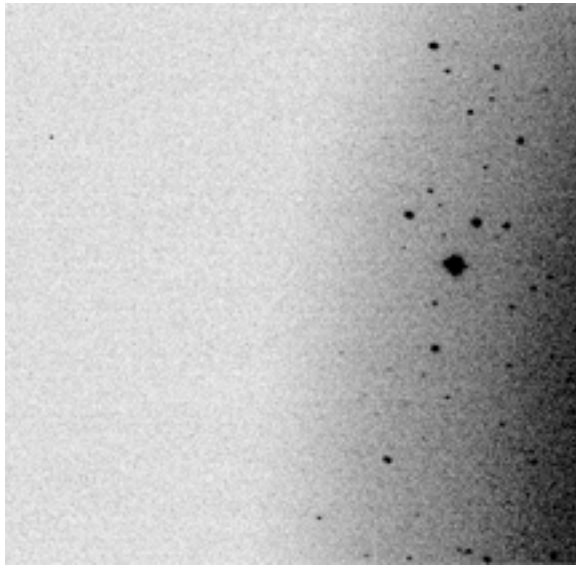
*Image négative montrant l'étoile brillante  
DY Eri.*



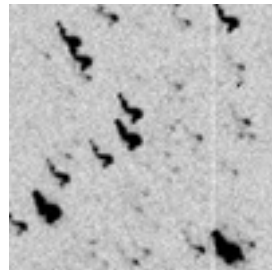
*Image suivante montrant le fantôme de  
DY Eri*

étoile dont vous mesurez la luminosité, ou s'ils vous empêchent d'identifier un champ. Ils sont plus fréquents avec les images prises avec un filtre rouge (par exemple RC ou Ic bande). Pour les éviter, essayez de réchauffer votre CCD, attendez quelques minutes pour que l'image se purge. Lorsque vous utiliserez de nouveau votre CCD, cela devrait avoir disparu. Une autre option possible est de garder tous les objets brillants près du bord du champ, de sorte que l'image fantôme soit peu susceptible d'affecter vos objets.

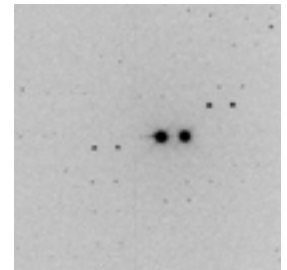
### D'autres problèmes potentiels dans les images



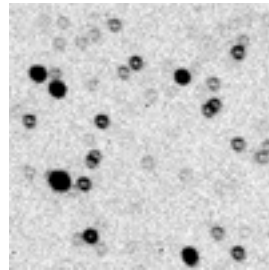
*Filtre en partie cassé*



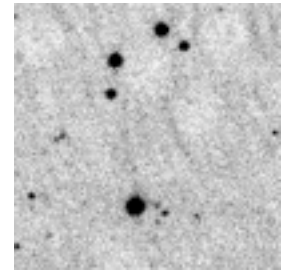
*Trainées*



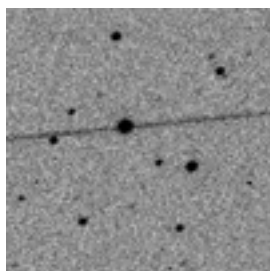
*Suivi*



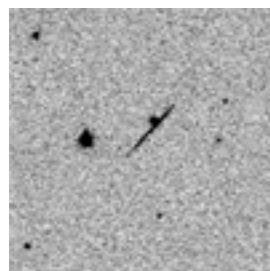
*Focalisation*



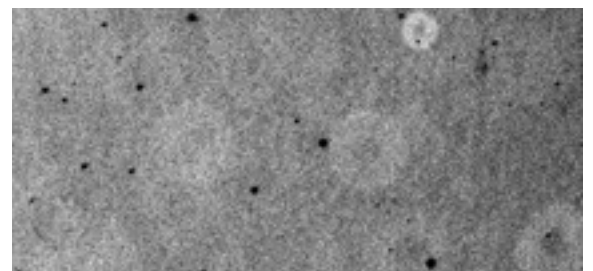
*Cristaux de glace*



*Satellite*



*Rayon cosmique*



*Problème de Flat*



## Chapitre 5 : Photométrie, mesure d'images

Maintenant que vous avez un ensemble d'images CCD soigneusement calibrées, il est temps de mesurer la luminosité des étoiles capturées. Ceci s'appelle la photométrie. Comme pour l'acquisition d'images et l'étalonnage, il existe des logiciels pour faire le gros du travail, mais il est important de les comprendre et utiliser correctement, sinon vos résultats ne pourront pas être scientifiquement utiles.

Etant donné que plusieurs logiciels existent, y compris celui de l'AAVSO (VPhot), ce guide ne tentera pas de plonger dans les détails sur la façon d'utilisation particulière de tel ou tel logiciel. Au contraire, il mettra l'accent sur les concepts techniques communs à chacun d'eux, ce qui aidera à produire des analyses correctes.

### *Qu'est ce que la photométrie différentielle ?*

Il existe deux types de photométries généralement faites en astronomie :

- La photométrie différentielle dans laquelle la magnitude de l'étoile variable est comparée à des étoiles connues dans le même champ au même moment, de sorte qu'une magnitude normalisée pour l'étoile variable peut être déterminée.
- La photométrie réelle est une procédure plus complexe, dans laquelle les magnitudes des étoiles sont calculées en utilisant les résultats de l'étalonnage de votre système, en tenant compte de l'atmosphère, et en utilisant un ensemble d'étoiles standards en dehors du champ de la variable.

Seule la photométrie différentielle sera couverte par ce guide, car elle est beaucoup plus facile et donne d'excellents résultats. Elle est aussi beaucoup plus souple lorsque les conditions d'observations ne sont pas idéales. Par exemple, si un nuage passe dans votre champ pendant les acquisitions, il y a de bonnes chances pour que l'incidence sur la magnitude des étoiles de comparaison soit identique à celle sur l'étoile cible. La différence de magnitude sera donc pratiquement identique, et vos résultats ne seront pas affectés.

Voici les étapes pour effectuer la photométrie différentielle sur vos images:

- 1) Vérifiez vos images.
- 2) Identifiez les étoiles.
- 3) Réglez les cercles d'ouverture.
- 4) Choisissez l'étoile de contrôle et les étoiles de comparaison.
- 5) Mesurez les magnitudes.
- 6) Déterminez l'incertitude.

## 1) Vérifiez vos images

Bien que vous puissiez l'avoir déjà faite, une inspection visuelle de chaque image permet de gagner du temps et d'éviter une déconvenue. Recherchez des nuages, avions, traces de satellites, traînées de rayons cosmiques qui pourraient contaminer l'une des étoiles (cible ou comparaison) que vous souhaitez mesurer. Si vous avez pris des « times séries » du même champ, vous pouvez les examiner chronologiquement en recherchant des changements progressifs.

Faites une double vérification de toutes les étoiles que vous mesurez, pour être sûr qu'aucune d'entre elles ne soient saturées. Rappelez-vous que ce n'est pas parce que le blooming n'est pas visible que l'étoile n'est pas saturée. Une façon de voir si l'étoile est saturée est d'examiner sa "Point Spread Function" (PSF), profil de luminosité de l'étoile (voir encadré). Si le sommet de la courbe semble plat, il y a des chances que l'étoile a saturé le capteur, et dans ce cas, il n'y aura aucun moyen de tirer une magnitude correcte. Si vous n'avez pas encore déterminé la linéarité de votre caméra, c'est une bonne occasion pour le faire (voir chapitre 3, page (16)). Avec la pratique, vous aurez une idée de la meilleure exposition à utiliser en fonction de la magnitude de l'étoile et du filtre utilisé.

Des exemples de certains problèmes que vous pourriez rencontrer lors de l'inspection de vos images sont présentés à la page 40.

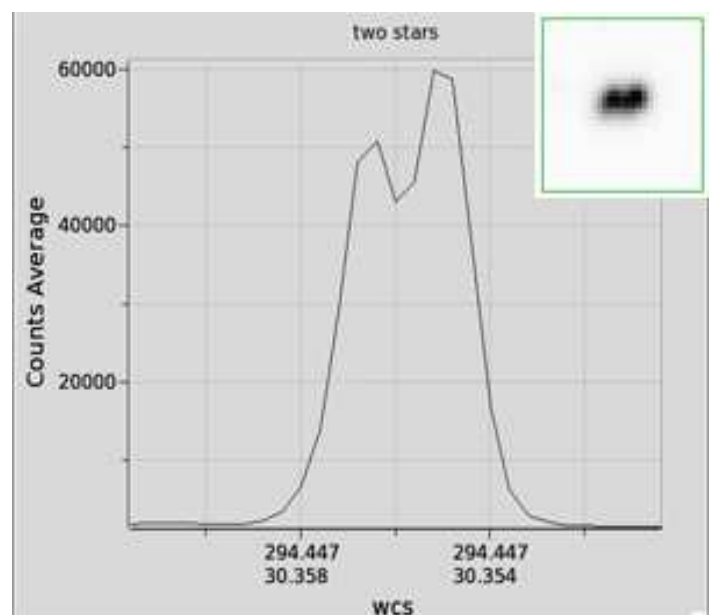
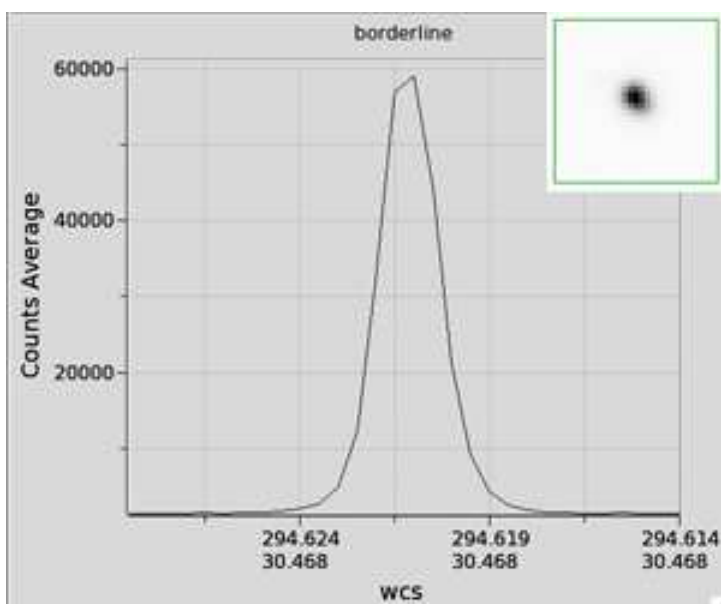
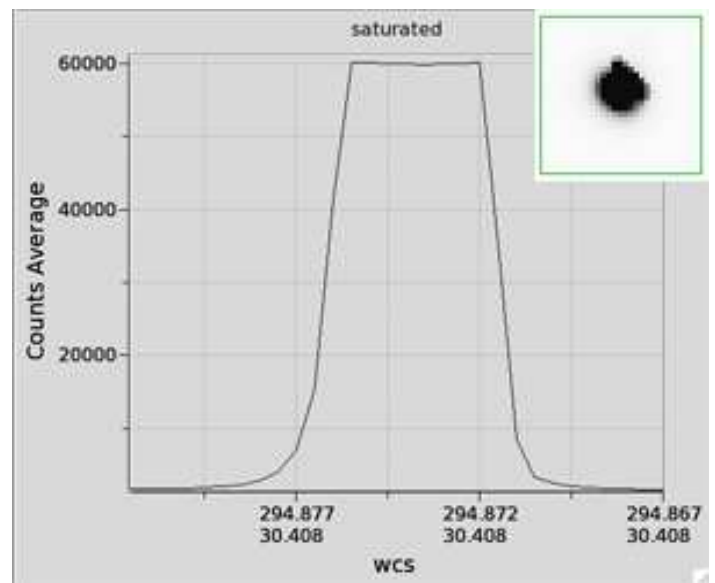
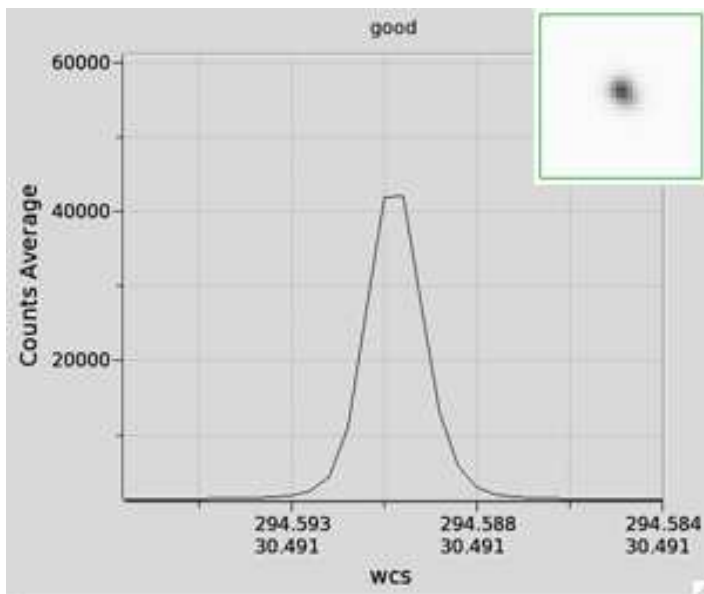
## 2) Identifier les étoiles

Observez vos images avec attention, en particulier dans les champs denses, ou dans le cas d'étoiles de faible magnitude. Il n'est pas rare, si l'étoile a un compagnon proche, de confondre celui-ci avec la cible, en particulier lorsque qu'il est plus lumineux. Un zoom doit toujours être effectué lorsque vous imagez un nouveau champ, de sorte à vous assurer qu'il n'y ait pas de mauvaises surprises, et que vous mesuriez la bonne étoile. En fonction du logiciel utilisé, l'identification des étoiles sera faite soit automatiquement, soit manuellement en utilisant vos cartes. Dans les deux cas, il est important de vérifier pour être sûr que les variables et étoiles de comparaison soient correctement identifiées. Les logiciels d'astrométrie sont utiles mais pas parfaits! Ils peuvent être trompés par les défauts présents dans l'image, ou confondre les étoiles ayant un proche compagnon. Si votre logiciel ne peut pas importer les informations des listes d'étoiles AAVSO, vous devrez le faire vous-même. La meilleure façon d'obtenir les informations dont vous aurez besoin est d'utiliser l'AAVSO Variable Star Traceur (VSP) pour éditer une carte et obtenir sa table photométrique. En utilisant ce tableau, vous pouvez identifier les étoiles de comparaison, et enregistrer les magnitudes publiées pour chaque couleur avec les filtres appropriés. Superposer une image DSS sur votre image peut être une option très utile.

## Zoom 5.1, le tracé de la PSF.

Votre logiciel de photométrie doit pouvoir faire le tracé de PSF d'une étoile en la sélectionnant dans une image. En général, ce sera une courbe en 2 ou 3 dimensions représentant les ADUs, pour chaque pixel par rapport à une coupe radiale de l'étoile, comme on peut le voir sur les images suivantes.

Une telle courbe est très utile pour déceler si votre étoile est saturée, ou très proche d'une autre étoile. Voici quelques extraits de PSF obtenues avec DS 9, avec un gros plan de l'étoile mesurée en encadré de l'image.



### 3) Réglage des cercles d'ouverture

Strictement parlant, la photométrie est tout simplement la mesure de la quantité d'énergie reçue par unité de temps. Dans ce guide nous allons nous occuper uniquement de la méthode dite de photométrie d'ouverture, nommée ainsi car elle mesure la quantité de lumière dans de petits cercles ou des "ouvertures" centrés sur des étoiles individuelle des images.

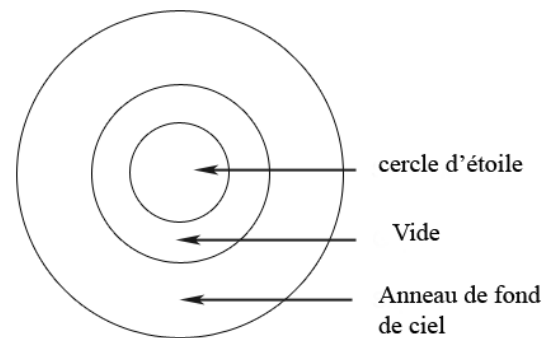
Deux autres façons de réaliser la photométrie peuvent être réalisées : *la PSF* et l'image soustraction. Ces techniques sont utiles pour effectuer des mesures dans des champs très denses, mais étant très compliquées, elles sont rarement incluses dans les logiciels de CCD grand public, elles ne seront donc pas décrites ici.

L'ouverture est composée de trois surfaces comme le montre le diagramme suivant:

*Cercle d'étoile* (ouverture de mesure) c'est le cercle intérieur qui entoure l'étoile mesurée.

*Vide*, c'est tout simplement l'espace entre le cercle signal et l'anneau du ciel.

*Anneau de fond de ciel*, c'est l'anneau extérieur qui est utilisé pour mesurer la valeur de fond de ciel.



Le logiciel que vous utilisez créera sans doute automatiquement ces cercles au chargement de l'image. Cependant vous devrez avoir un certain contrôle sur la taille de chaque anneau, et peut-être faire de petits ajustements pour éviter des problèmes. Une règle importante à retenir est que vous devrez utiliser les mêmes tailles de cercles pour chaque étoile de la même image.

Voici quelques autres suggestions et lignes de conduite relatives à la taille des cercles d'ouverture :

- Le diamètre du cercle d'ouverture de l'étoile doit être de 3 à 4 fois la FWHM moyenne des étoiles que vous mesurez. Votre logiciel pourra vous donner la FWHM (ou largeur à mi-hauteur) définie dans le chapitre 3, page 17.
- Assurez-vous que l'étoile la plus brillante de vos mesures entre bien entièrement à l'intérieur des cercles d'étoiles. Si l'ouverture est trop petite, l'étoile ne sera pas prise en entier. Si l'ouverture est trop grande, vous augmentez les chances d'inclure d'autres étoiles faibles dans le cercle.
- Le diamètre du cercle intérieur du fond de ciel devrait être d'environ 5 fois la FWHM moyenne (ou environ 10 pixels de diamètre).
- Réglez le cercle extérieur du fond de ciel si nécessaire. Un grand cercle donne un meilleur rapport signal sur bruit RSB (SNR), mais lorsque vous le pouvez, il est bon d'éviter d'inclure des étoiles dans ce cercle.

- Si vous ne pouvez éviter la contamination d'étoiles dans l'anneau du fond de ciel, pas de panique! Le logiciel peut être en mesure de retirer automatiquement leur contribution : consulter la notice de votre logiciel pour voir si c'est le cas.

#### 4) Choisir l'étoile de vérification et de comparaison :

Ceci est une étape très importante parce que vous obtiendrez des résultats différents en fonction du choix des étoiles utilisées. En général, plus vous utilisez d'étoiles de comparaison, meilleur est le résultat, car toute légère variabilité sera moyennée. Cependant, il est important que vous inspectiez et sélectionniez avec soin les étoiles de comparaison que vous prévoyez d'utiliser, pour être certain d'avoir éliminé celles qui fausseront les mesures.

Si possible, merci d'utiliser les étoiles de comparaison AAVSO. De nombreux logiciels permettront de les charger automatiquement. Sinon, vous pouvez trouver les étoiles de comparaison recommandées pour chaque champ, en utilisant l'outil de traçage de carte AAVSO (VPS) et en demandant une sortie sous forme de table photométrique. Le tableau vous donnera la position de chaque étoile de comparaison, sa magnitude, et sa tolérance pour chaque bande.

Les tables AAVSO ont été soigneusement conçues pour utiliser des étoiles pour lesquelles les magnitudes ont été déterminées de façon très précise, connues pour ne pas varier, et ne pas avoir de proches compagnons. Elles sont de couleur proche de la variable cible. L'autre avantage est qu'en utilisant un ensemble standard d'étoiles de comparaison, votre résultat peut se comparer plus aisément avec ceux obtenus par d'autres observateurs de l'AAVSO. Ceci est intéressant lorsque les mesures seront combinées dans la base de données internationale de l'AAVSO. Les chercheurs utilisant cette base de données apprécieront cela.

Voici quelques lignes de conduite à suivre lors du choix des étoiles de comparaison:

- Essayez de choisir des étoiles de comparaison à proximité de la cible, et non pas près des bords de l'image là où les mesures pourraient être faussées.
- Les étoiles de comparaison devraient être de même couleur, mais pas nécessairement identiques à l'étoile cible.
- Ne pas utiliser des étoiles rouges (dont beaucoup sont elles-mêmes variables) ou des étoiles très bleues. Une bonne règle de base est de choisir des étoiles présentant une couleur B-V entre +0.3 et +1.0, un écart de +0.7, étant une bonne valeur moyenne. Mais souvent vous serez limités à quelques étoiles apparaissant dans le champ, et vous n'aurez pas beaucoup d'alternatives.
- Choisissez des étoiles de comparaison qui ont une magnitude similaire à l'étoile cible.
- Assurez-vous qu'aucune de ces étoiles n'a de compagnon.
- Choisissez des étoiles de comparaison qui ont un rapport signal sur bruit RSB (SNR) d'au moins 100.
- Choisissez des étoiles de comparaison avec des incertitudes similaires, de préférence comprises entre 0.01 à 0.02.
- Assurez-vous qu'aucune des étoiles de comparaison choisies ne soit près de la valeur de saturation du capteur.

Les étoiles de vérification sont importantes dans le sens où elles peuvent être utilisées pour déterminer si l'une de vos étoiles de comparaison est variable, ou si d'autres problèmes polluent vos mesures. Une étoile de vérification est tout simplement une étoile qui ne varie pas et qui peut être traitée de la même façon que votre étoile cible. Vous devez être en mesure de comparer sa magnitude mesurée et sa magnitude réelle (dans la même couleur) et de rapprocher les résultats obtenus. Les étoiles de comparaison doivent être autant que possible de mêmes couleur et magnitude que la variable, elles peuvent être choisies parmi la liste disponible dans le même champ que la cible.

Si vous traitez de nombreuses images prises dans un même champ, et dans la même nuit (time séries), il est bon de tracer la magnitude de l'étoile de comparaison en fonction du temps. Si tout est correct, alors le résultat doit être une ligne droite horizontale. Si la magnitude de votre étoile varie, c'est que quelque chose ne va pas. Un nuage que vous n'avez pas vu est peut-être passé ?

## 5) Mesure de la magnitude

Dans la plupart des logiciels modernes, après l'entrée des étoiles de comparaison, un clic de souris donnera la variation de votre cible. Toutefois, il est bon de comprendre le processus qui se déroule au sein de votre logiciel (surtout si vous avez des logiciels plus anciens qui ne sont pas aussi automatiques).

La première étape du logiciel est de mesurer la magnitude instrumentale. Cela est tout simplement une valeur liée au comptage des ADUs capturés dans l'ouverture. En soustrayant la magnitude instrumentale d'une étoile de comparaison et de l'étoile cible, vous obtenez ce que l'on appelle la magnitude différentielle. Voici la formule:

$$\Delta V = V \text{ mesurée} - C \text{ mesurée}$$

Où  $\Delta V$  est la différence de magnitude,  $V$  mesurée est la magnitude instrumentale de l'étoile variable, et  $C$  mesurée est la magnitude instrumentale que vous venez de mesurer de l'étoile de comparaison. Afin de rendre vos observations utiles à la communauté scientifique, vous devez maintenant convertir la magnitude différentielle en magnitude normalisée, en lui ajoutant la magnitude connue de l'étoile de comparaison comme ceci:

$$V = \Delta V + C \text{ connue}$$

Aujourd'hui, presque tous les logiciels disponibles vous permettront d'effectuer ce que l'on appelle un « ensemble photométrique ». Le but est de comparer chaque étoile variable sélectionnée par rapport aux étoiles de comparaison. En utilisant les équations ci-dessus, il sera alors facile de calculer la magnitude normalisée de la cible en fonction de

chaque étoile de comparaison, et de retourner les résultats comme la moyenne pondérée de toutes ces valeurs. Vous voilà avec une magnitude normalisée pour votre étoile cible, qui est généralement plus précise qu'elle ne le serait si une seule étoile de comparaison avait été utilisée. S'il apparaît que l'une des étoiles de comparaison introduit trop de bruit ou génère un problème qui détériore vos résultats, essayez de la retirer de la liste et relancer à nouveau le calcul.

Veillez noter que nous utilisons par convention des lettres minuscules pour les magnitudes instrumentales, majuscules italiques (comme *V*) pour les magnitudes normalisées, et non italique majuscule pour les magnitudes transformées. Nous allons expliquer cette transformation dans la section suivante, mais pour résumer rapidement : vous avez pris une image avec la norme Johnson filtre *V*, mais vous devez effectuer quelques calculs supplémentaires pour obtenir avec grande précision votre magnitude *V* mesurée dans le système Johnson *V*. C'est ce que nous démontrerons dans le chapitre 6.

### **Zoom 5.2 : Note sur les magnitudes.**

Le système de magnitude date du deuxième siècle avant notre ère, il est attribué à l'astronome Grec Hipparque. C'est un système logarithmique dans lequel les étoiles plus brillantes correspondent aux plus petites grandeurs. Le système a été développé pour classer les étoiles visibles à l'œil nu, puis a été adapté à l'époque des premiers télescopes pour mesurer la lumière de nombreux objets astronomiques.

Il existe une relation directe entre les magnitudes et le flux : une différence de 5 magnitudes correspond un facteur 100 de flux, ce qui signifie qu'à chaque magnitude, il correspond un facteur 2.5 de flux. Etant donné que l'échelle est logarithmique, les ratios de flux peuvent être exprimés en différences de magnitudes.

La différence relative entre deux magnitudes d'objets ayant des flux différents peut être obtenue avec l'équation suivante:

$$\text{mag1} - \text{mag2} = -2,5 \log_{10} (\text{flux1} / \text{flux2})$$

Pour plus d'explications, consultez le site web AAVSO : <http://www.aavso.org/magnitude>

Votre logiciel va convertir les flux mesurés en ADU, et ensuite convertir ces flux en magnitude, en fonction de votre magnitude instrumentale, mais il faut savoir qu'il utilisera arbitrairement un point zéro pour ces magnitudes instrumentales.

Cela peut conduire à des bizarreries (compréhensibles) comme des magnitudes négatives de "-12.567".

Ces magnitudes instrumentales sont utilisables, aussi longtemps que toutes les étoiles sont mesurées avec le même point zéro. En effet, les points zéro se neutralisent mutuellement quand les magnitudes instrumentales sont calculées.

## 6) Déterminez l'incertitude.

Les magnitudes que vous mesurez ne fournissent qu'une partie de vos observations. Chaque donnée scientifique ne contient pas seulement une mesure, mais aussi une incertitude, qui indique au chercheur qui utilise vos données comment celles-ci peuvent être utilisées. Donc il est important que vous calculiez et transmettiez l'incertitude sur vos magnitudes en même temps que les magnitudes elles-mêmes.

Votre incertitude de mesure contiendra à la fois une composante aléatoire et un bruit systématique incluant des grandeurs comme le bruit photonique (qui est proportionnel à la racine carrée du nombre de photons reçus) et le bruit thermique du détecteur CCD. Ces bruits doivent être caractérisés, mais ils sont peu réductibles et fixent un niveau minimum d'incertitude. L'incertitude systématique est liée à l'instrumentation, et peut inclure d'autres variations provenant de la façon dont les cercles d'ouvertures influent sur les magnitudes de sortie, ou aussi si vous avez des incertitudes ou erreurs dans les Flats, ou encore dans les magnitudes utilisées pour les étoiles de comparaison. Nous ne rentrerons pas ici dans la discussion détaillée sur la théorie des incertitudes, mais nous recommandons " le cours sur la détermination de l'incertitude de l'AAVSO " traitant le sujet des incertitudes et la note jointe par Aron PRICE pour un examen plus approfondi. Ici nous allons tout simplement nous limiter à la façon pratique de faire ces calculs.

Le moyen le plus simple, mais pas forcément idéal, est de laisser votre logiciel CCD faire le travail. La plupart des logiciels savent soit retourner une incertitude en magnitude, soit vous indiqueront quel est le rapport signal sur bruit RSB (SNR). Une approximation pratique est de supposer que l'incertitude sur la magnitude est de  $1 / \text{RSB}$ , de sorte qu'un RSB de 50 donne une incertitude de 0.02 magnitude. La raison pour laquelle nous disons que c'est une approximation, est :

- Que seul le RSB sera calculé pour chaque image que vous mesurez, il ne sera pas tenu compte des bruits non photométriques.
- Que vous êtes tenu de faire confiance au logiciel. La plupart des logiciels actuels font maintenant un travail correct, mais historiquement ça n'a pas toujours été le cas. Comme toujours, critiquez vos résultats et voyez s'ils sont cohérents.

Au-delà de cela, il n'y a pas une méthode meilleure qu'une autre pour calculer les incertitudes, cela dépend de ce que vous observez et comment vous observez. Si vous faites des mesures multiples d'une même étoile au cours d'une nuit (des times séries), vous pouvez utiliser les incertitudes observées sur la variable ou les étoiles de comparaison, ou l'étoile de vérification pour déterminer l'incertitude photométrique totale. Il y a deux possibilités, si vous savez que la variable ne change pas de luminosité rapidement (par exemple une MIRA) alors vous pouvez calculer la magnitude de la variable dans chaque prise, puis calculer l'incertitude (remarque : idéalement, pour une étoile variant lentement, vous pouvez aller plus loin et combiner l'ensemble des mesures faites sur une nuit pour en tirer une magnitude sur l'ensemble de la période). Si la variable change rapidement (par exemple une cataclysmique), une seule mesure sera possible, vous devrez dans ce cas tenir compte de l'incertitude sur les étoiles de comparaison et de vérification.



Dans tous les cas, vous calculerez l'incertitude en utilisant l'équation de l'écart type  $\sigma$ :

$$\sigma = ((\sum (x_i - \bar{x})^2)/(N-1))^{1/2}$$

Ici  $x_i$  est la magnitude individuelle,  $\bar{x}$  la magnitude moyenne, et  $N$  le nombre total des mesures. Vous pouvez ensuite calculer  $\sigma$  comme l'incertitude. Notez que si vous faites le calcul pour une étoile de comparaison ou de vérification, vous devrez utiliser une étoile ayant sensiblement la même luminosité que la variable.

Si au contraire, vous ne prenez qu'une seule image par mesure, vous êtes limité à des incertitudes de calcul, sur les bases des informations contenues dans une seule image. Dans le cas d'une étoile faible, vous devez utiliser l'équation de la CCD:

$$S/N = N_{\text{star}} / (N_{\text{star}} + n(N_{\text{sky}} + N_{\text{dark}} + (N_{\text{readnoise}})^2))^{1/2}$$

Si  $N$  correspond au nombre de photons reçus pour chaque étoile, ciel, courant d'obscurité, et le bruit de lecture de la CCD,  $n$  est le nombre de pixels de l'ouverture de mesure. Bien que cela puisse sembler compliqué, si l'incertitude sur le bruit de photon est négligée, il faut alors considérer que  $N_{\text{star}}$  est bien plus grand que les autres termes, dans ce cas l'équation devient pratiquement la racine carrée du nombre de photons reçus.

Deux choses à noter, tout d'abord, dans l'équation ci-dessus :  $N$  est le nombre de photons, plutôt que le nombre d'ADU, les mesures finales de la CCD sont en ADU. Cela introduit une légère modification faisant intervenir le gain  $G$  dans l'équation.

$$S/N = N_{\text{ADU}} \times G / ((N_{\text{ADU}} \times G) + n_{\text{pix}} \times ((N_{\text{ADU}} \times G)_{\text{sky}} + N_{\text{dark}} + (N_{\text{r}} \cdot n)^2))^{1/2}$$

Deuxièmement, notez que plus commodément, vous pouvez utiliser la valeur RSB de votre logiciel à la place de l'équation de la CCD, pour estimer votre incertitude d'une étoile dont la luminosité est bien au-dessus à la fois du fond de ciel et du bruit de lecture.

Avec une seule image photométrique, une bonne option est d'avoir plusieurs étoiles de comparaison disponibles. Dans ce cas, vous pouvez mesurer toutes les étoiles de comparaison par rapport à la variable, calculer la magnitude obtenue en utilisant chacune des comparaisons, puis calculer l'écart type de toutes ces magnitudes. Cela prendra en compte les incertitudes à la fois de la variable et des étoiles de comparaison à la variable, calculer la magnitude de la variable obtenue en utilisant chacune des comparaisons, puis calculer l'écart type de toutes ces magnitudes. Cela prendra en compte les incertitudes intrinsèques à la fois de la variable et des étoiles de comparaison.

L'équation de la CCD est universelle, mais est aussi quelque peu complexe à manipuler, car vous devez mesurer toutes ces choses individuellement, et elle ne fournit pas d'indications sur d'autres sources d'incertitudes au-delà des informations contenues dans une image spécifique, comme les conditions du ciel. Cependant, c'est la meilleure modélisation que vous puissiez faire, et vous devez l'utiliser, en particulier dans le cas où vous travaillez avec des étoiles ayant un faible rapport S/B.

## Chapitre 6 : Réduction des données

### *Pourquoi la réduction est nécessaire?*

La base de données de l'AAVSO est composée de données recueillies auprès de nombreux observateurs différents du monde entier, et ceci à des moments différents. La force d'un tel système est qu'il permet à tous les observateurs intéressés de contribuer aux archives, donc il a un grand potentiel en termes de nombres et de durée pour la couverture d'étoiles cibles. Contrairement aux données recueillies grâce aux surveys, qui peuvent être altérées à cause de la météo, pannes d'équipement ou arrêt du financement, l'approche de l'AAVSO réduit ces problèmes. D'autre part, le fait que chaque observateur utilise un équipement et des procédures différentes, peut introduire des décalages difficiles à concilier d'un observateur à l'autre.

En supposant que les procédures décrites dans ce guide soient suivies avec attention, et qu'aucune erreur ne soit commise dans la chaîne de traitement, la différence subsistant entre les mesures constatées par deux observateurs différents observant la même cible, en même temps avec les mêmes filtres est vraisemblablement le fait de réponses différentes de la caméra pour une couleur donnée. Chaque télescope, filtre et CCD a ses propres caractéristiques uniques, qui, en fonction de la couleur de l'étoile mesurée et des filtres utilisées peuvent entraîner des différences de mesures allant du centième au dixième de magnitude d'un observateur à l'autre. Même deux filtres photométriques acquis auprès du même fournisseur auront une réponse spectrale légèrement différente qui affectera vos mesures !

En transformant vos données à un système standard, ces différences peuvent être considérablement réduites, voir éliminées. Cela aura non seulement pour effet de donner des observations comparables à celle d'autres observateurs ayant eux-mêmes transformé leurs données, mais en plus elles seront scientifiquement utiles. Le but de l'AAVSO est de faire en sorte que tous les observateurs transforment leurs données.

### *Comment puis-je réduire mes données?*

Il y a deux parties dans le processus de transformation de vos données. La première consiste à déterminer vos coefficients de transformation. La deuxième est d'appliquer ces coefficients à vos observations. Au début, vous trouverez peut-être l'ensemble du processus un peu intimidant et certainement un peu confus, avec peu d'indications disponibles. Avec ce guide, l'AAVSO espère changer la donne, en expliquant de façon claire le processus, et en ne couvrant que les cas les plus simples. En suivant cette procédure, vous appliquerez la plupart, sinon toutes les corrections nécessaires pour normaliser vos données. Si vous souhaitez approfondir cela, reportez-vous aux références citées à la fin de ce guide.

## **Vue d'ensemble et hypothèses**

Par souci de simplicité et cohérence avec les autres chapitres de ce guide, l'explication qui suit suppose que vous effectuez de la photométrie d'ouverture différentielle. Les magnitudes trouvées sont des magnitudes différentielles, autrement dit elles sont obtenues en mesurant la différence entre la luminosité d'une étoile de comparaison et la variable. Par exemple, si vous mesurez la luminosité réelle de deux étoiles à travers un filtre standard, vous obtiendrez deux mesures différentes pour ces étoiles si elles ne sont pas de même couleur. Notre objectif sera de transformer ces mesures dans un système standard, de telle sorte que les magnitudes résultantes trouvées soient les mêmes pour tout le monde.

Afin de faire cette transformation dans un système standard, deux choses sont à connaître : la couleur des étoiles que vous mesurez (connue sous le nom de couleur instrumentale) et l'effet de cette couleur sur la magnitude différentielle obtenue (connue sous le nom de couleur instrumentale différentielle) .

En reliant la couleur instrumentale différentielle à la couleur standard réelle des étoiles déterminée avec soins, vous serez en mesure de trouver une valeur appelée « transformation de couleur ». D'une façon similaire, en mettant en relation la magnitude instrumentale différentielle à la véritable magnitude différentielle de ces mêmes étoiles standard, vous pouvez obtenir une transformation de magnitude.

L'application de ces deux transformations faites sur des étoiles variables dont la couleur et magnitude ne sont pas connues avec précision, vous permettra de "corriger" vos mesures et les convertir à un système standard qui, en théorie, peut être le même pour d'autres observateurs.

En astronomie, la couleur d'une étoile (ou indice de couleur) est généralement exprimée comme la différence de magnitude entre deux couleurs différentes. Vous pouvez obtenir cela avec différentes combinaisons de filtres, mais étant donné que la mesure la plus largement utilisée est B-V ( à savoir la magnitude mesurée avec un filtre Johnson B moins la magnitude mesurée avec un filtre Johnson V) il sera supposé que vous avez au moins ces deux filtres. Comme vous le verrez plus tard, il y a un moyen de transformer vos données même avec un seul filtre photométrique, mais en général vos résultats seront meilleurs si vous utilisez au moins deux filtres. Si vous utilisez plus de deux filtres, vous aurez besoin de la couleur et de la transformation en magnitude pour chacun d'entre eux.

### **Déterminer les coefficients de transformations**

*Etape 1 : Image d'un champ standard et calibration.*

La première étape dans la détermination de vos coefficients de transformation est d'imager un champ standard en utilisant chacun de vos filtres. Ces champs standard sont

des champs d'étoiles pour lesquels les magnitudes stellaires sont précisément connues, et ceci pour plusieurs couleurs. Pour plus de facilité, l'AAVSO a préparé des séries de champ pour 6 amas d'étoiles, qui ont été sélectionnés sur le principe de plusieurs facteurs, comprenant leur variété de couleurs et quantité d'étoiles qui peuvent facilement s'insérer dans une image CCD.

**Table 6.1 : Amas standards**

Nom	AD	Déc	Classe mag	Diam (arc min)
NGC 1252	03:10:49	-57:46:00	8-15	300+
M 67	08:51:18	+11:48:00	7-16	74
NGC 3532	11:05:39	-58:45:12	8-13.5	30
Coma Star Cluster	12:22:30	+25:51:00	5-10	450
M 11	-06:16:12	-06:16:12	8.5-17	20
NGC 7790	23:58:23	+61:12:35	10-20	7

Vous pouvez produire un tableau pour un de ces champs en utilisant l'AAVSO Variable Star Tracer (VSP), en entrant AD et Dec de l'amas que vous voulez afficher, et en sélectionnant le champ et les limites de magnitude appropriées à votre système, comme vous le feriez pour toute autre cible. Assurez-vous également de cocher "oui" à la question "voulez vous une carte de champ standard?" Cela se traduira par un graphique similaire à celui de la figure 6.1 de la page suivante. Vous pouvez également imprimer la table photométrique associée contenant les magnitudes publiées de toutes les étoiles standards, ce qui vous sera utile si votre logiciel ne charge pas la photométrie de comparaison automatiquement ( voir figure 6.2 , page 55). Utilisez toujours ces bonnes pratiques pour le reste des images. Réalisez ces images d'amas quand ceux-ci sont hauts dans le ciel, et définissez le temps d'exposition pour obtenir autant de signal que possible sans saturer les étoiles les plus brillantes. Prenez plusieurs images pour chaque filtre et compilez-les pour obtenir un bon RSB. Ensuite, calibrez ces images avec Bias , Noirs, et Plus. Afin de minimiser les effets aléatoires, ou les effets atmosphériques, il est de bonne pratique de répéter sur plusieurs nuits tout le processus d'imagerie de champ standard et de calculer vos coefficients sur la moyenne de chacun de vos résultats sur une nuit.

*Etape 2 : mesurer les images pour en tirer les magnitudes instrumentales*

Utilisez votre logiciel de photométrie et mesurez autant d'étoiles que vous pouvez pour obtenir leur magnitude instrumentale. Nul besoin de sélectionner une étoile cible spécifique, ou une étoile de vérification. Comme avec tous champ rempli d'étoiles , veuillez ne pas mesurer les étoiles "mélangées". Soyez également soyez très prudent sur l'identification des étoiles, et dans le cas de plusieurs étoiles avec le même identifiant, vérifiez l'AD et Dec pour être sûr d'être sur la bonne cible .

Figure 6.1 carte de M 67

Cet échantillon de carte a été produit en utilisant l'AAVSO Variable Star Traceur ( VSP) en utilisant les coordonnées de M67 données dans le tableau 6.1 , avec un champ de 15' et une magnitude limite de 13.8. Les étoiles encadrées en rouge ont été utilisées dans l'exemple donné dans ce guide.

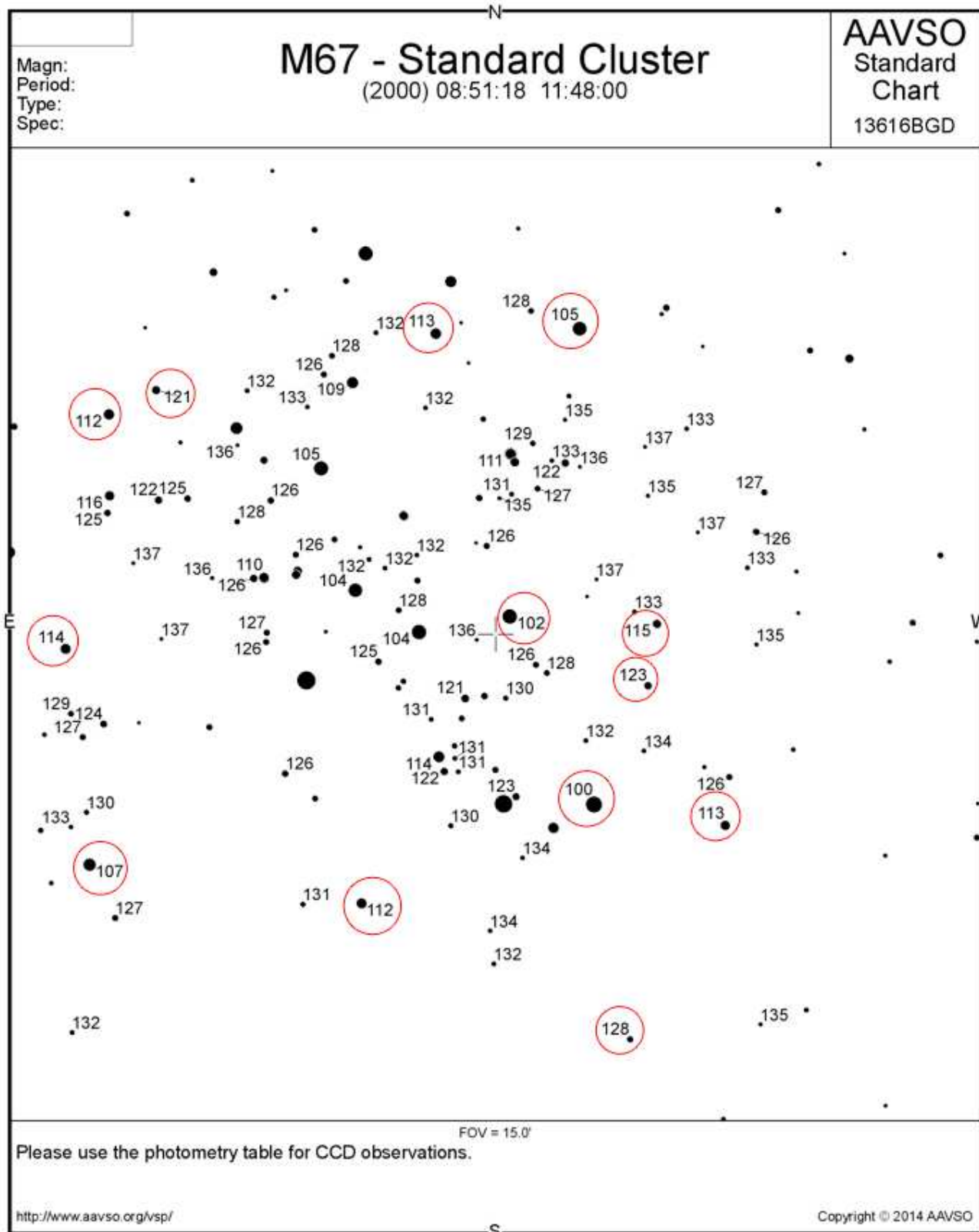


Figure 6.2 : Table photométrique de M67

Ceci est un extrait de la table photométrique associée au graphique de la figure 6.1 , montrant les 10 étoiles les plus brillantes utilisées pour les calculs des coefficients de transformation de l'exemple. Ce sont les mêmes étoiles que celles des cercles du graphique.

## Variable Star Plotter (VSP)

Printable Version    Return & Replot

### Field Photometry From the AAVSO Variable Star Database

Data includes all comparison stars within 0.12500° of RA: 08:51:18 (132.82500) & Decl.: 11:48:00 (11.80000).

AUID	RA.	Dec.	Label	U	B	V	B-V	Rc	Ic	J	H	K	Comments
000-BLG-879	8:51:11.82 [132.79926d]	11:45:21.7 [11.75602d]	100	-	9.978 (0.050) <sup>10</sup>	10.040 (0.029) <sup>10</sup>	-0.062 (0.058)	10.059 (0.040) <sup>10</sup>	10.086 (0.049) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-886	8:51:17.12 [132.82133d]	11:48:16.4 [11.80455d]	102	12.915 (0.038) <sup>10</sup>	11.553 (0.023) <sup>10</sup>	10.289 (0.016) <sup>10</sup>	1.264 (0.028)	9.626 (0.021) <sup>10</sup>	9.063 (0.027) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-887	8:51:22.83 [132.84512d]	11:48:02 [11.80056d]	104	12.583 (0.031) <sup>10</sup>	11.562 (0.018) <sup>10</sup>	10.453 (0.014) <sup>10</sup>	1.109 (0.023)	9.886 (0.016) <sup>10</sup>	9.386 (0.020) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-888	8:51:26.87 [132.86194d]	11:48:40.7 [11.81131d]	104	11.118 (0.022) <sup>10</sup>	11.064 (0.016) <sup>10</sup>	10.489 (0.013) <sup>10</sup>	0.575 (0.021)	10.149 (0.015) <sup>10</sup>	9.822 (0.021) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-890	8:51:29.01 [132.87090d]	11:50:33.3 [11.84260d]	105	12.703 (0.030) <sup>10</sup>	11.656 (0.018) <sup>10</sup>	10.533 (0.012) <sup>10</sup>	1.123 (0.022)	9.952 (0.014) <sup>10</sup>	9.438 (0.017) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-889	8:51:12.71 [132.80298d]	11:52:42.6 [11.87850d]	105	12.620 (0.032) <sup>10</sup>	11.617 (0.023) <sup>10</sup>	10.524 (0.016) <sup>10</sup>	1.093 (0.028)	9.961 (0.020) <sup>10</sup>	9.471 (0.022) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-891	8:51:43.58 [132.93156d]	11:44:26.7 [11.74076d]	107	13.003 (0.029) <sup>10</sup>	11.898 (0.019) <sup>10</sup>	10.763 (0.016) <sup>10</sup>	1.135 (0.025)	10.185 (0.020) <sup>10</sup>	9.657 (0.023) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-892	8:51:27.04 [132.86266d]	11:51:52.8 [11.86467d]	109	11.117 (0.030) <sup>10</sup>	11.042 (0.021) <sup>10</sup>	10.946 (0.019) <sup>10</sup>	0.096 (0.028)	10.902 (0.022) <sup>10</sup>	10.844 (0.024) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-893	8:51:32.62 [132.88593d]	11:48:52.3 [11.81454d]	110	11.416 (0.027) <sup>10</sup>	11.283 (0.019) <sup>10</sup>	11.064 (0.017) <sup>10</sup>	0.219 (0.025)	10.948 (0.020) <sup>10</sup>	10.820 (0.024) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-894	8:51:17.07 [132.82111d]	11:50:46.7 [11.84630d]	111	13.192 (0.029) <sup>10</sup>	12.221 (0.018) <sup>10</sup>	11.132 (0.014) <sup>10</sup>	1.089 (0.023)	10.560 (0.017) <sup>10</sup>	10.059 (0.021) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-895	8:51:26.46 [132.86024d]	11:43:51 [11.73083d]	112	11.474 (0.027) <sup>10</sup>	11.391 (0.019) <sup>10</sup>	11.263 (0.016) <sup>10</sup>	0.128 (0.025)	11.215 (0.017) <sup>10</sup>	11.146 (0.023) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-896	8:51:42.39 [132.92662d]	11:51:23.3 [11.85648d]	112	13.307 (0.032) <sup>10</sup>	12.342 (0.016) <sup>10</sup>	11.266 (0.012) <sup>10</sup>	1.076 (0.020)	10.697 (0.016) <sup>10</sup>	10.187 (0.020) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-897	8:51:21.78 [132.84074d]	11:52:38.1 [11.87724d]	113	12.060 (0.025) <sup>10</sup>	11.911 (0.020) <sup>10</sup>	11.305 (0.013) <sup>10</sup>	0.606 (0.024)	10.945 (0.018) <sup>10</sup>	10.609 (0.020) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-898	8:51:03.54 [132.76474d]	11:45:03 [11.75083d]	113	11.727 (0.028) <sup>10</sup>	11.604 (0.020) <sup>10</sup>	11.314 (0.017) <sup>10</sup>	0.290 (0.026)	11.149 (0.021) <sup>10</sup>	10.988 (0.025) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-899	8:51:21.59 [132.83995d]	11:46:06.4 [11.76845d]	114	13.463 (0.031) <sup>10</sup>	12.500 (0.017) <sup>10</sup>	11.427 (0.014) <sup>10</sup>	1.073 (0.022)	10.867 (0.016) <sup>10</sup>	10.376 (0.020) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-900	8:51:45.10 [132.93793d]	11:47:46.2 [11.79617d]	114	13.451 (0.026) <sup>10</sup>	12.546 (0.016) <sup>10</sup>	11.494 (0.011) <sup>10</sup>	1.052 (0.019)	10.941 (0.014) <sup>10</sup>	10.442 (0.017) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-901	8:51:07.84 [132.78265d]	11:48:09.5 [11.80264d]	115	11.912 (0.025) <sup>10</sup>	11.949 (0.017) <sup>10</sup>	11.544 (0.014) <sup>10</sup>	0.405 (0.022)	11.293 (0.017) <sup>10</sup>	11.050 (0.021) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-902	8:51:42.37 [132.92653d]	11:50:07.9 [11.83554d]	116	13.599 (0.029) <sup>10</sup>	12.686 (0.017) <sup>10</sup>	11.636 (0.012) <sup>10</sup>	1.050 (0.021)	11.081 (0.015) <sup>10</sup>	10.580 (0.020) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-904	8:51:39.41 [132.91422d]	11:51:45.9 [11.86275d]	121	13.943 (0.027) <sup>10</sup>	13.138 (0.016) <sup>10</sup>	12.138 (0.012) <sup>10</sup>	1.000 (0.020)	11.602 (0.018) <sup>10</sup>	11.122 (0.021) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-903	8:51:19.93 [132.82204d]	11:47:00.7 [11.78353d]	121	12.595 (0.024) <sup>10</sup>	12.572 (0.016) <sup>10</sup>	12.116 (0.012) <sup>10</sup>	0.456 (0.021)	11.835 (0.015) <sup>10</sup>	11.566 (0.020) <sup>10</sup>	-	-	-	STD_FIELD



### Etape 3 – calcul des coefficients de transformation.

Des bénévoles de l'AAVSO ont développé des outils logiciels pour vous aider dans le calcul informatique des coefficients de l'étape suivante (appliquer les coefficients de transformation, voir <http://www.aavso.org/transform> pour télécharger les logiciels et voir l'aide sur le sujet). Afin d'en comprendre les principes, ce guide utilise la "méthode de calcul" pour que vous puissiez les comprendre clairement.

La meilleure façon d'expliquer le processus de transformation des données est de donner un exemple concret de son utilisation. Cela vous permettra d'appréhender son fonctionnement, sans entrer dans trop de théorie, et équations de tout ordre. Vous pouvez alors remplacer vos propres mesures dans les tables appropriées et en tirer vos propres résultats.

Dans l'exemple suivant, on a supposé que vous réalisiez ce qui est la pratique la plus courante d'imagerie : avec deux filtres (Johnson B et Johnson V). Pour plus de simplicité seulement 13 étoiles étalons sont sélectionnées et mesurées dans l'amas M67. En réalité, il est préférable de prendre de 30 à 50 étoiles couvrant une large gamme de couleurs. Nos mesures sont entrées dans les colonnes marquées "mes données". Dans tout les cas, les magnitudes instrumentales que vous obtenez sont données en lettres minuscules, alors que les magnitudes normées (étalon) sont en majuscules. Votre but est de calculer la transformation de couleur ( $T^{bv}$ ) et deux transformations de magnitude ( $T^{b-bv}$  et  $T^{v-bv}$ ) à partir de cet ensemble de données.

Commencez par saisir l'identifiant(s) de chaque étoile que vous avez mesuré avec sa magnitude instrumentale, à partir d'images réalisées avec chaque filtre utilisé. Ajoutez-y les magnitudes publiées des mêmes étoiles et dans chaque couleurs.

#### Zoom 6.2 : exemple de mesures pour M 67

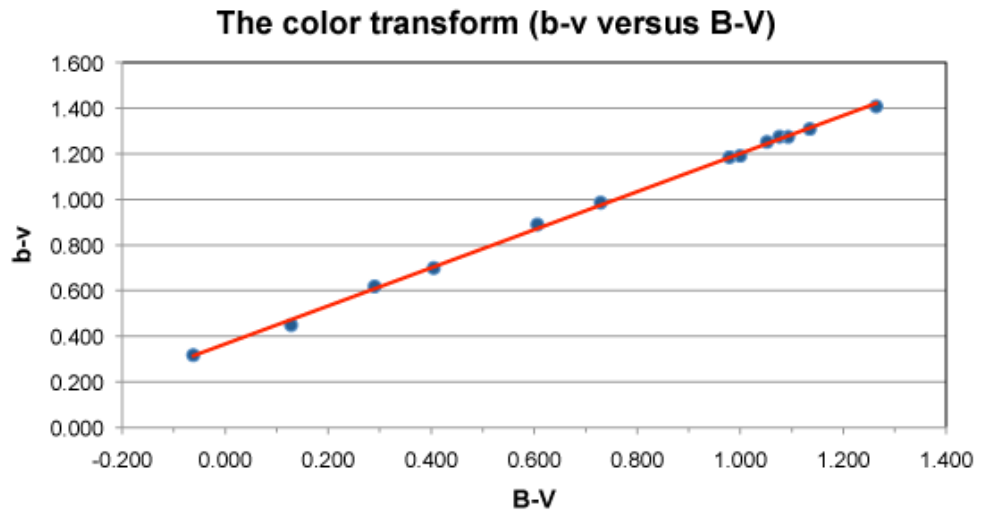
Star ID	M67		My Data (inst. mags)			Standard Data		
	AUID		b	v	i	B	V	I
100	000-BLG-879		-7.981	-8.298	-7.501	9.978	10.040	10.086
102	000-BLG-886		-6.575	-7.983	-8.462	11.553	10.289	9.063
105	000-BLG-889		-6.487	-7.761	-8.102	11.617	10.524	9.471
107	000-BLG-891		-6.194	-7.503	-7.866	11.898	10.763	9.657
112	000-BLG-895		-6.591	-7.040	-6.421	11.391	11.263	11.146
112	000-BLG-896		-5.725	-7.000	-7.337	12.342	11.266	10.187
113	000-BLG-897		-6.111	-7.001	-6.960	11.911	11.305	10.609
113	000-BLG-898		-6.364	-6.982	-6.562	11.604	11.314	10.988
114	000-BLG-900		-5.511	-6.763	-7.072	12.546	11.494	10.442
115	000-BLG-901		-6.054	-6.753	-6.493	11.949	11.544	11.050
121	000-BLG-904		-4.929	-6.120	-6.400	13.138	12.138	11.122
123	000-BLG-908		-4.709	-5.894	-6.121	13.359	12.380	11.409
128	000-BLG-929		-4.508	-5.494	-5.497	13.541	12.812	12.033



Ensuite, créez la courbe utilisée pour déterminer la transformation de couleur en traçant la couleur instrumentale (b-v) par rapport à l'indice de couleur standard (B-V). L'avantage de tracer effectivement vos mesures est que vous pouvez voir comment vos observations correspondent à chaque lignes, et éventuellement supprimer les valeurs aberrantes afin qu'ils n'aient pas d'impacts négatifs sur vos résultats.

Table 6.3 : tracé de la transformation de couleur.

B-V	b-v
-0.062	0.317
1.264	1.408
1.093	1.274
1.135	1.309
0.128	0.449
1.076	1.275
0.606	0.890
0.290	0.618
1.052	1.252
0.405	0.699
1.000	1.191
0.979	1.185
0.729	0.986



**penne = 0.8351**      **T<sup>bv</sup> = 1.1974**

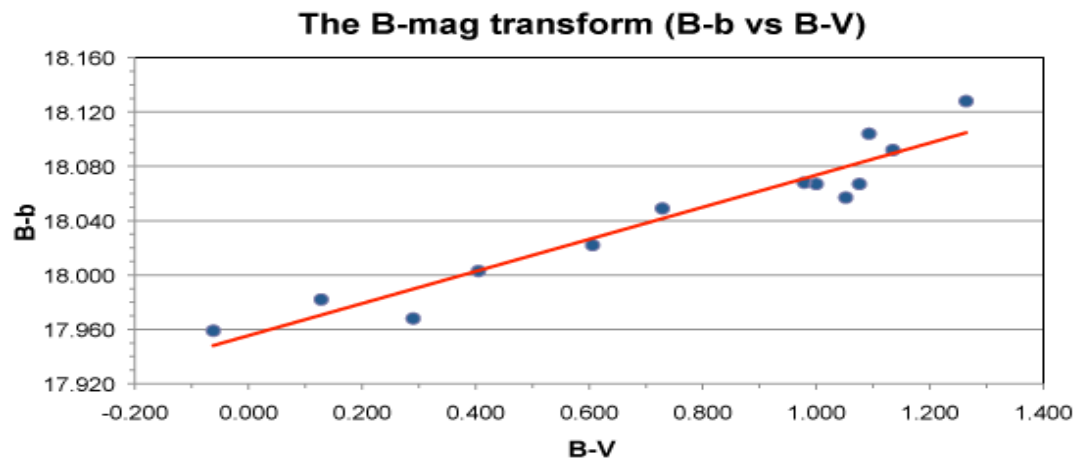
A noter qu'une ligne de tendance a été ajoutée, et que la pente calculée est de 0.8351 dans l'exemple.

La transformation de couleur est définie comme étant l'inverse de cette pente soit  $1 / 0.8351$   $T_{BV} = 1.1974$ .

Pour calculer les magnitudes B et V transformées, il faut prendre les mêmes données que dans le tableau 6.2 mais cette fois, tracer la différence entre la magnitude standard et la magnitude instrumentale (B-b) ou (V-v) en fonction de l'indice de couleur standard (B-V) comme indiqué :

Table 6.4 : tracé de la magnitude B transformée.

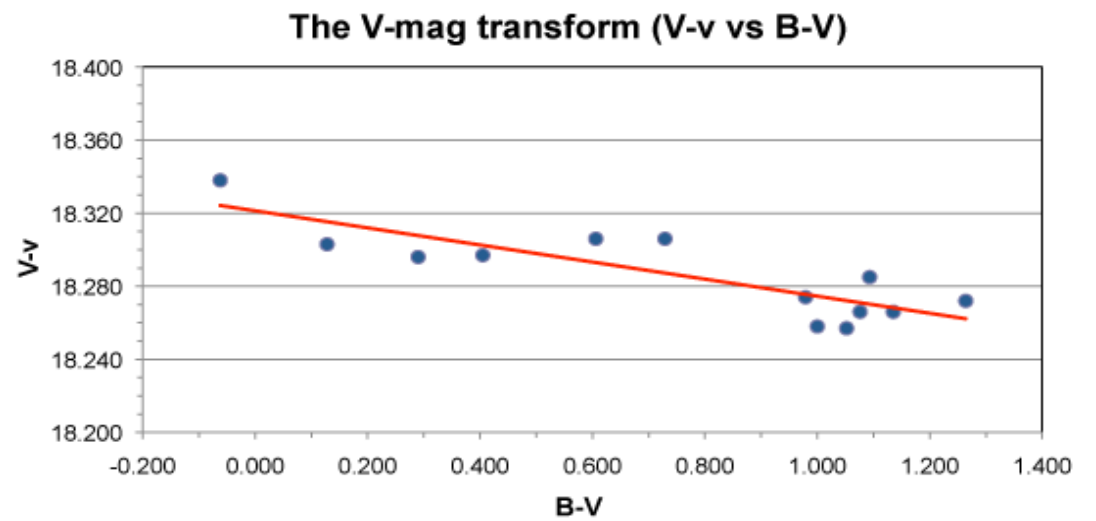
B-V	B-b
-0.062	17.959
1.264	18.128
1.093	18.104
1.135	18.092
0.128	17.982
1.076	18.067
0.606	18.022
0.290	17.968
1.052	18.057
0.405	18.003
1.000	18.067
0.979	18.068
0.729	18.049



**penne = 0.1181**      **T<sup>b-bv</sup> = 0.1181**

Table 6.5 , tracé de la magnitude V transformée

B-V	B-b
-0.062	18.338
1.264	18.272
1.093	18.285
1.135	18.266
0.128	18.303
1.076	18.266
0.606	18.306
0.290	18.296
1.052	18.257
0.405	18.297
1.000	18.257
0.979	18.274
0.729	18.306



**penste = -0.0467      T<sup>v-bv</sup> = -0.0467**

Vous pourriez vous demander pourquoi, nous avons pris la peine de tracer la pente avec tous les points, alors que le calcul peut être fait sans cette courbe ? La raison est qu'en traçant la courbe, vous pouvez visuellement sélectionner des valeurs aberrantes et les exclure des calculs.

Que se passe-t-il si je veux utiliser plus de deux couleurs, ou d'autres couleurs ?

Selon le jeu de filtres utilisé, vous constaterez que vous aurez besoin de calculer les coefficients de transformation adaptés à votre système en utilisant par exemple un filtre Ic ou Rc ou tout autre filtre. Ces coefficients seront calculés en grande partie de la même façon que les coefficients B et V décrits précédemment.

Par exemple , si vous avez un filtre Ic, en plus de vos filtres B et V, vous aurez besoin de calculer 2 coefficients supplémentaires:

$$T_{vi} = 1/\text{pente de la courbe de } v-i \text{ versus } V-I$$

$$T_{i\_vi} = \text{pente de la courbe de } I-i \text{ versus } V-I$$

De même si vous avez un filtre BVR , vous devez ajouter ces coefficients:

$$T_{vr} = 1/ \text{pente de la courbe de } v-r \text{ versus } V-R$$

$$T_{r\_vr} = \text{pente de la courbe de } R-r \text{ versus } V-R$$

Vous trouverez peut être utile de calculer les mêmes coefficients en utilisant d'autres méthodes. Par exemple, si vous imagez une étoile très rouge (comme une mira ) il se peut qu'elle soit trop faible au minimum pour la mesurer à l'aide d'un filtre B , si alors vous avez un filtre Ic ou Rc disponible, vous pourrez utiliser une de ces combinaisons pour calculer la transformation de magnitude V.

$T_{v\_vi}$  = Pente de la courbe V-v versus V-I

ou

$T_{v\_vr}$  = Pente de la courbe for V-v versus V-R

*Combien de fois dois-je calculer les coefficients de transformation ?*

Les coefficients de transformation doivent être calculés au moins une fois par an, mais si vous changez quoi que ce soit dans votre chemin optique (remplacement d'un filtre , ajout d'un aplanisseur de champ, etc...) vous devrez les calculer de nouveau.

### **Application des coefficients de transformation**

Maintenant que vous avez calculé vos coefficients de transformation, il est temps de les utiliser pour transformer les données de cibles réelles dans le système standard. Par souci de simplicité , on suppose qu'il est utilisé une seule étoile de comparaison , et non un « ensemble » d'étoiles de comparaison. Note : la transformation des mesures obtenues à l'aide d'un ensemble d'étoiles de comparaison est une technique complexe qui dépend de la façon dont l'ensemble a été calculé. De ce fait il est préférable de laisser cela aux logiciels.

L'équation de base est :

$$V_{var} = \Delta v + T_{v\_bv} * \Delta(B-V) + V_{comp}$$

Voici l'explication de chacun des termes :

- $\Delta v$  est la magnitude instrumentale de l'étoile variable moins la magnitude instrumentale de l'étoile de comparaison ou  $V_{var} - V_{comp}$
- $V_{comp}$  est la magnitude V, publiée de l'étoile de comparaison
- $T_{v\_bv}$  est le coefficient de magnitude V que vous venez de calculer
- $\Delta(B-V)$  est la différence de la couleur standard de la variable par rapport à la couleur standard de l'étoile de comparaison. Cela peut être calculé en utilisant la formule suivante:

$$\Delta(B-V) = T_{bv} * \Delta(b-v)$$

En d'autres termes, vous pouvez trouver  $\Delta(B-V)$ , en multipliant votre couleur transformée par la mesure de la différence de couleur entre les étoiles variables et de comparaison  $\Delta(b-v)$ . Bien sûr, il est présumé que vous ayez fait des mesures en utilisant effectivement un filtre B et un filtre V. Si par exemple, vous ne pouvez obtenir qu'une seule image en une seule couleur, il est possible de substituer les valeurs B-V pour les étoiles variables et de comparaison (si elles existent) par celles mesurées dans l'équation ci-dessus. Veuillez noter que cette méthode est sujette à erreur, car dans de nombreux cas, la couleur d'une étoile variable peut changer.

Comme précédemment, il est plus facile de comprendre ce qui se passe en utilisant un exemple basé sur des mesures réelles. Voici un échantillon de mesures :

Variable: measured		Comp: measured		Comp: published	
b	v	b	v	B	V
-6.223	-7.855	-6.202	-7.109	11.779	11.166

Et les B et V coefficients de transformation calculés précédemment:

$$T_{bv} = 1.1974$$

$$T_{b_{bv}} = 0.1181$$

$$T_{v_{bv}} = -0.0467$$

Commencer par le calcul de  $\Delta(b-v)$  avec l'équation:

$$\Delta(\mathbf{b-v}) = (\mathbf{b-v})_{\text{var}} - (\mathbf{b-v})_{\text{comp}}$$

$$(\mathbf{b-v})_{\text{var}} = -6.223 - (-7.855) = 1.632$$

$$(\mathbf{b-v})_{\text{comp}} = -6.202 - (-7.109) = 0.907$$

$$\Delta(\mathbf{b-v}) = 1.632 - 0.907$$

$$\Delta(\mathbf{b-v}) = 0.725$$

Maintenant, multipliez ce résultat par la transformation de couleur pour obtenir  $\Delta(B-V)$ :

$$\Delta(\mathbf{B-V}) = T_{bv} * \Delta(\mathbf{b-v})$$

$$\Delta(\mathbf{B-V}) = 1.1974 * 0.725$$

$$\Delta(\mathbf{B-V}) = 0.868$$

Calculez  $\Delta v$  avec:

$$\begin{aligned}\Delta v &= v_{\text{var}} - v_{\text{comp}} \\ \Delta v &= -7.855 - (-7.109) \\ \Delta v &= -0.746\end{aligned}$$

Mettre tout ensemble:

$$\begin{aligned}v_{\text{var}} &= \Delta v + T_{v_{\text{bv}}} * \Delta(B-V) + v_{\text{comp}} \\ v_{\text{var}} &= -0.746 + (-0.0467 * 0.868) + 11.166 \\ v_{\text{var}} &= 10.379\end{aligned}$$

A titre de comparaison, l'ampleur de non-transformé serait tout simplement:

$$\begin{aligned}v_{\text{var}} &= \Delta v + v_{\text{comp}} \\ v_{\text{var}} &= -0.746 + 11.166 \\ v_{\text{var}} &= 10.420 \text{ (non transformée)}\end{aligned}$$

Transformer votre mesure B serait fait d'une manière similaire en utilisant cette équation:

$$B_{\text{var}} = \Delta b + T_{b_{\text{bv}}} * \Delta(B-V) + B_{\text{comp}}$$

où ...

$$\begin{aligned}\Delta b &= b_{\text{var}} - b_{\text{comp}} \\ T_{b_{\text{bv}}} &= \text{vos coefficient B magnitude} \\ \Delta(B-V) &= \text{le même que ci- dessus} \\ B_{\text{comp}} &= \text{est la magnitude B publiée de l'étoile de comparaison}\end{aligned}$$

Pour tester votre compréhension, essayez de travailler à travers cet exemple en calculant  $B_{\text{var}}$  en utilisant le même échantillon de données que précédemment. Vous devriez arriver à ce résultat:

$$B_{\text{var}} = 11.861$$

Calculer une transformation à deux filtres manuellement est fastidieux. Cela rend le processus compréhensible, mais ce n'est pas forcément la meilleure façon de procéder. Pour réduire les erreurs et améliorer vos résultats, vous pouvez n'utiliser que deux coefficients ( dans ce cas  $T_{b_{\text{bv}}}$  et  $T_{v_{\text{bv}}}$ ) pour un système à deux filtres. Malheureusement, l'algèbre devient rapidement très lourde. Voilà pourquoi nous vous recommandons d'utiliser un outil comme TransformApplier (<http://www.aavso.org/transformapplier>) pour vous aider dans ce processus.

## **Chapitre 7 : Faire de la photométrie pour la science**

Dans les six premiers chapitres de ce guide, vous trouverez toutes les explications nécessaires pour réaliser, à l'aide d'une caméra CCD, des mesures d'étoiles variables potentiellement utiles à la science. Sont décrits la plupart des prérequis, procédures, techniques d'observation et d'analyse pour débiter en toute sérénité. Dans le chapitre suivant, il s'agit d'apporter quelques astuces complémentaires, afin de vous aider à planifier et à réaliser vos propres observations. Tout ceci en s'assurant qu'elles débouchent sur des résultats utilisables scientifiquement. Très souvent, dans le cadre d'une campagne d'observation (lancée par l'AAVSO ou tout autre organisme), la manière de procéder aux mesures vous sera de toute façon longuement détaillée et justifiée. Ici, notre objectif est de vous donner un cadre général pour vous guider dans vos techniques d'observation. Le chapitre 7 peut être considéré comme optionnel, mais il est conseillé de le lire au moins une fois afin d'être au courant des pratiques de l'AAVSO en la matière. Nous voulons attirer votre attention sur deux points en particulier : 1) l'utilité des filtres pour réaliser des mesures photométriques ; 2) les choix cruciaux à réaliser lors d'observations d'une classe spécifique d'étoiles variables, comme l'utilisation (ou non) d'un filtre, la fréquence et la durée des poses.

Avant toute observation, il est conseillé de consulter le site web de l'AAVSO. Vous y trouverez certaines ressources mises à la disposition des observateurs, comme par exemple des listes d'étoiles cibles. En effet, l'AAVSO (comme d'autres associations) organise des campagnes, pour des étoiles spécifiques à observer pendant une période donnée. Il y a également beaucoup de cibles permanentes, pour lesquelles des observations continues sont requises. Vous ne serez jamais à court de cible... Nous n'en donnerons pas la liste exhaustive dans ce guide. Il y en a beaucoup trop méritant l'attention des observateurs (et il y aurait de quoi écrire un livre entier à ce sujet). Souvenez-vous cependant que le choix de vos cibles est un critère déterminant si vous souhaitez que vos données soient utilisées par des chercheurs. Sauf bien sûr si vous êtes chercheur, et que vous cherchez à répondre à une question précise sur un sujet bien défini. Mais cette situation sort également du cadre de ce document.

### **L'utilisation de filtres pour la photométrie**

Avant de continuer, il vous sera utile de vous référer aux Annexes A et B. Ces dernières traitent des aspects physiques de la lumière et de la manière dont les étoiles rayonnent. En résumé, il est possible d'obtenir bien plus d'informations que la simple quantité de lumière reçue par le télescope à un moment donné. On peut en apprendre beaucoup plus si on décide d'utiliser des filtres standards. Les filtres photométriques laissent passer des longueurs d'onde bien définies, et ont des propriétés de transmission précises. Ils ont été conçus pour se rapprocher le plus possible des systèmes standards, comme celui de Johnson-Cousins ou de Sloan. Lorsque vous mesurez la luminosité d'une étoile à travers l'un de ces filtres, vous mesurez en fait une sous-partie de la lumière reçue : celle dont la longueur d'onde correspond à la bande spectrale définie par ce filtre.

L'utilisation de filtres peut fournir des informations astrophysiques très utiles. Les étoiles ayant des propriétés physiques différentes (comme la température ou la composition chimique) auront des spectres caractéristiques à travers chacun de ces systèmes de filtres. Par exemple, une étoile de type spectral « A » aura un spectre qui, vu au travers d'un filtre calibré Johnson B ou V, donnera une différence de magnitudes calibrées proche de 0. Dit autrement, l'indice (B-V) d'une étoile A est proche de 0. Ce résultat est une convention, décidée lors de la création du système Johnson. L'indice (B-V) d'une étoile de type G, plus froide qu'une étoile de type A, tournera autour de + 0,7 : la magnitude de cette étoile, obtenue pour la bande calibrée B, sera plus faible de 0,7 magnitude que celle obtenue pour la bande V. Les types spectraux des étoiles sont déterminés en grande partie par leur température, qui influent quant à elles sur la manière dont leur spectre apparaît. Si vous réalisez une série de mesures photométriques avec des filtres calibrés pour une étoile donnée, vous pouvez alors comparer ces résultats avec ceux de spectres connus et déterminer approximativement son type spectral. Il est difficile d'obtenir le type spectral précis, mais ces mesures peuvent apporter de toute manière des informations utiles à propos des propriétés des étoiles. Le diagramme couleur-magnitude en est un exemple, mais nous ne le détaillerons pas ici. En résumé, les magnitudes et les couleurs des étoiles forment des groupes de points situés dans des zones bien définies du diagramme, et ces zones correspondent à différentes étapes d'évolution, comme la séquence principale et la phase de géante rouge.

Cela devient encore plus intéressant pour les étoiles variables, car leurs couleurs peuvent changer pendant leur variation de luminosité. N'oubliez pas que la couleur d'une étoile peut correspondre en partie à sa température. Nous savons aussi que la température de certaines étoiles peut changer au cours de ces variations. Une étoile pulsante comme une céphéide ou une RR-Lyrae peut varier de plus de 1000 degrés Kelvin pendant un cycle de pulsation. Ce changement de température accompagne un changement substantiel de couleur, impactant notamment l'indice (B-V). Ainsi, l'utilisation de filtres calibrés vous permettra d'observer différentes choses avec une mesure photométrique de céphéide. D'abord, vous remarquerez que la courbe de lumière dans la bande V aura une amplitude différente que dans la bande B (et peut également présenter une forme et une phase un peu différentes). Ensuite, du fait de la différence entre la bande V et la bande B, vous obtiendrez aussi une courbe de couleur variable (graphique de l'indice B-V en fonction du temps). Ceci est très utile pour les céphéides, car c'est un bon moyen de mettre en évidence les moments pendant lesquelles l'étoile est la plus chaude. Vous trouverez des exemples similaires pour d'autres classes de variables, comme les novæ naines : leur disque d'accrétion passe par un état chaud et brillant qui occulte temporairement la lumière émise par leur étoile compagne, plus froide et plus rouge. La poussière émet dans des longueurs d'onde plus proches du bleu en dehors de la ligne de vue. Ainsi, l'étoile sous-jacente apparaît plus rouge qu'elle ne le serait autrement. La présence de poussières est l'une des raisons pour laquelle certaines variables à période longue et les étoiles de type R Coronae Borealis apparaissent très rouges.

Vous vous demandez donc certainement en quoi cela peut être utile à la photométrie d'étoiles variables... Notez que nous avons utilisé le mot « calibré » de nombreuses fois dans les paragraphes précédents. Quand les standards en terme de spectres ont été créés, ils ont été établis avec des filtres très bien définis, et du matériel dont les propriétés ont été mesurées et comprises. Ils ont aussi été fixés de manière à ce que l'extinction due à l'atmosphère soit calibrée et retirée des mesures. Vos filtres, votre matériel, et vos conditions d'observation ne seront presque jamais identiques à celles des observateurs qui ont créé ces standards de spectre, reflétant les différentes propriétés des étoiles. Ainsi, si vous obtenez une magnitude V et une magnitude B pour une étoile sans calibrer vos filtres et votre matériel, ou sans déterminer l'extinction due à l'atmosphère, elles seront différentes de celle des standards connus. Vous pourriez mesurer un indice de couleur (B-V) pour une étoile de type G décrite plus haut, et trouver + 0,8 au lieu de + 0,7 ; ou pour une étoile de type A, + 0,05 au lieu de 0,0. C'est la raison pour laquelle vous devez déterminer vos coefficients de transformation en utilisant des standards bien définis : il s'agit de déterminer les corrections que vous avez besoin d'appliquer à vos données afin que vos mesures se basent sur le même système que ceux des standards reconnus. Ainsi, vos magnitudes peuvent être facilement comparées à celles des autres observateurs. Cela ne veut pas dire que vos magnitudes personnelles sont « fausses ». Elles sont juste différentes. Le problème se pose de la manière suivante : comment exploiter des données provenant de nombreux observateurs différents. Vos données seront beaucoup plus utiles si vous minimisez les différences entre vos magnitudes et les magnitudes standards. C'est pour cela que nous passons autant de temps à demander aux gens d'appliquer ces transformations à leurs données.

### **Considérations sur la précision temporelle : période de variabilité, durée d'exposition et échantillonnage**

Si vous avez déjà une petite expérience dans l'observation d'étoiles variables, vous savez probablement déjà que les étoiles varient de manières différentes. Certaines étoiles peuvent varier sur une période de quelques secondes ou quelques minutes (certaines variables cataclysmiques, par exemple), alors que d'autres peuvent le faire sur des semaines, des mois ou des années. Certaines étoiles peuvent même montrer ces deux types de variabilité à la fois. C'est quelque chose dont vous devez vous souvenir lorsque vous décidez d'observer une étoile donnée. Si vous avez de nombreux types d'étoiles variables dans votre programme d'observation, vous ne pourrez certainement pas utiliser la même méthode pour chaque étoile. Trois principes sont à appliquer :

1. Vous devez être capable d'obtenir un bon rapport signal sur bruit avec une durée d'exposition inférieure à la durée de la variation.
2. Vous devrez effectuer une moyenne des mesures réalisées sur des étoiles brillantes, pour lesquelles la durée d'intégration est très courte (dix secondes ou moins) afin de parer au phénomène de scintillation.
3. Il faut éviter d'observer trop souvent une étoile dont la période de variabilité est très longue, et s'attacher à observer assez souvent une étoile dont la période de variabilité est très



courte. Le point 1 s'applique aux étoiles dont la variabilité est très rapide et dont l'amplitude de variation est faible. Un exemple classique est la courbe de lumière orbitale ou le sursaut d'une étoile variable cataclysmique à période courte. Certaines ont des périodes orbitales de moins de 90 minutes, dont l'amplitude est aussi très faible. Il faut alors trouver un compromis entre le rapport signal sur bruit et l'échantillonnage des variations rapides.

Le point 2 est un problème que rencontrent les observateurs travaillant sur des cibles lumineuses, plus brillantes que la magnitude 7 ou 8, avec un système SCT + CCD. La scintillation est un changement rapide d'intensité de la lumière de l'étoile, causée par les inhomogénéités de l'atmosphère terrestre. On ne peut pas l'éviter. On ne peut que moyenniser ses effets. Les remous de l'atmosphère responsables de la scintillation ont des amplitudes très variées, et ont un effet maximal (a) avec des petites ouvertures et (b) des durées de pose courtes. Vous ne pouvez, bien sûr, pas augmenter la taille de votre tube à volonté. Du coup, la seule méthode corrective possible est de faire de multiples mesures et d'en réaliser une moyenne. Il est probable que vous obtiendrez un écart-type de l'ordre de quelques centièmes de magnitude lorsque vos durées d'exposition sont de moins de 10 secondes. Si les étoiles que vous observez varient sur des périodes bien plus longues que votre durée d'exposition (Miras et autres géantes par exemple), vous devrez absolument prendre plusieurs poses, mesurer les magnitudes, et moyenniser ces magnitudes avant de soumettre vos résultats. Envoyer la magnitude de chaque pose n'a aucun intérêt scientifique.

Cela nous amène au point 3 concernant l'optimisation de la fréquence des poses. L'ordre de grandeur de la variabilité des étoiles dépend de sa classe, et peut aller de quelques millisecondes à plusieurs millénaires. Vos observations doivent être adaptées au type de variabilité que vous cherchez à mettre en évidence. Vous devez aussi savoir que certaines variabilités peuvent se trouver hors de portée de votre instrument.

Par exemple, prenons le cas d'une étoile variant lentement et émettant beaucoup de photons, comme les Miras brillantes présentes dans le programme AAVSO. La plupart des Miras les plus suivies dans les archives de l'AAVSO sont mesurables facilement à l'aide d'une CCD (avec filtres), sur à peu près la totalité de leur variation. Il y a des centaines de Miras qui voient leur luminosité dépasser la plupart du temps  $V = 14 - 15$ . La question à se poser est : à quelle fréquence les observer ? Le conseil donné aux observateurs en visuel (pas plus qu'une fois toutes les 1 à 2 semaines) vaut aussi pour les observateurs munis d'une CCD. Une réponse plus sophistiquée est de prendre quelques séries de mesures (3 ou 4 poses pour chacun des filtres) une seule nuit, puis de moyenniser l'ensemble pour chacun des filtres. Vous soumettez alors les moyennes plutôt que les magnitudes individuelles, et vous les soumettez en tant que groupe de magnitudes, afin que le chercheur puissent exploiter l'ensemble des couleurs. La fréquence de cette manipulation dépend de l'étoile, mais en général, pour les étoiles périodiques, il est bien d'obtenir 20 à 50 mesures étalées de façon homogène sur la période de variation de l'étoile. Si la période est de 500 jours, une nuit tous les 10 jours suffit. Si la période est de 100 jours, il faudra alors faire la mesure un jour sur deux.

Certains observateurs n'appliquent pas cette méthode. Il y a certains exemples dans la base de données internationale de l'AAVSO pour lesquels des séries de données intensives d'une Mira ont été réalisées comme si c'était une variable rapide. Ces données ne sont pas techniquement fausses, mais l'effort requis pour les obtenir n'en vaut pas la chandelle. Pour la plupart, elles ne sont même pas utiles aux chercheurs (sous cette forme). [La seule utilité dans la réalisation de telles mesures est la recherche de variations rapides, inhabituelles sur ce type d'étoiles, que pourrait causer l'accrétion de matière avec une éventuelle étoile compagnon.] De manière générale, un observateur peut contribuer plus efficacement en effectuant une petite série de mesures sur une étoile, puis en faisant de même sur d'autres étoiles. Il y a beaucoup d'étoiles variables ayant besoin de mesures, et un observateur consciencieux, équipé d'une caméra CCD, peut potentiellement apporter une série de données très utiles à propos de beaucoup d'étoiles.

Parfois, vous pouvez voir le cas opposé : vous avez un objet de faible luminosité qui varie rapidement, et vous manquez de photons (à moins d'avoir un énorme télescope). Par exemple, voici une nuit d'observations du polar à éclipse CSS 08131:071126+440405, réalisées par Arto Oksanen :

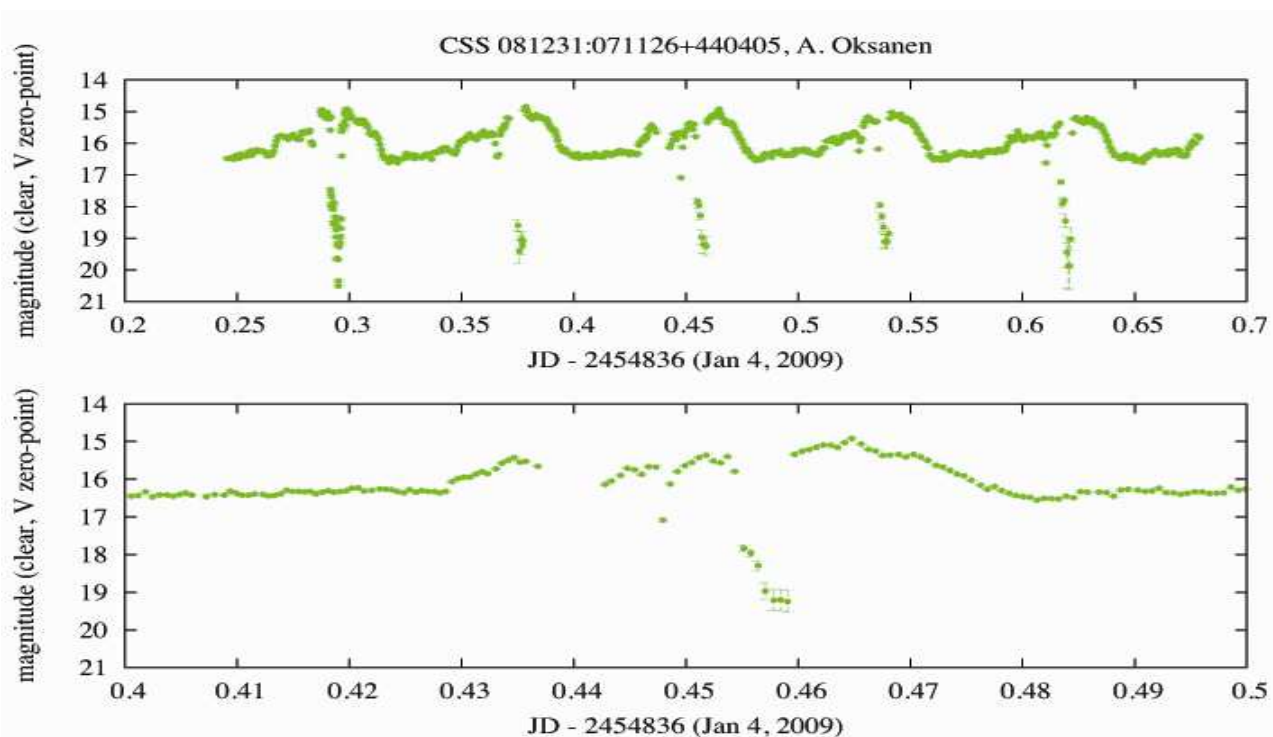


Figure 7.1 – Série de données non filtrées d'une étoile variable cataclysmique de type AM Herculis à éclipse. Notez que les barres d'incertitude sont très petites, et notez aussi le nombre d'observations. La fréquence des poses est approximativement d'une par minute, temps de lecture compris.

Ces données ont été capturées à l'aide d'un filtre clair (clear) et d'un télescope de 400mm de diamètre (16 pouces). Lorsque la magnitude de l'étoile est entre 15 et 17, l'incertitude est aux alentours de 0,015 à 0,02 magnitudes, ce qui est négligeable par rapport à l'amplitude globale. La période orbitale de l'étoile est d'un peu plus de 117 minutes. Ainsi, la fréquence des poses permet d'avoir une bonne couverture du cycle orbital. La plupart des variations

orbitales de cette étoile sont très bien mesurées, et la courbe de lumière globale a une belle allure.

Là où cela devient problématique, c'est lorsqu'il y a une éclipse profonde et extrêmement courte, et que l'étoile descend en dessous de la magnitude 20. Tout d'abord, l'entrée dans l'éclipse est abrupte (quelques secondes seulement). Il n'est donc pas possible de résoudre cet événement avec un échantillonnage d'une pose par minute. Ensuite, l'éclipse est très marquée (plus de 3 magnitudes). S'ajoute alors un problème de faible rapport signal sur bruit. Les incertitudes lors de l'éclipse sont proches de 0,3 magnitude, soit environ 10 fois plus grandes que précédemment.

Dans ce cas, vous ne pouvez pas faire grand-chose pour améliorer la résolution temporelle ou le rapport signal sur bruit pendant l'éclipse : vous êtes limités par le diamètre de votre télescope et par la quantité de photons détectables. Et il n'y a aucune raison pour raccourcir ou allonger le temps de pose. Raccourcir le temps de pose pour améliorer la résolution temporelle rendrait la photométrie trop bruitée pour être exploitable. Tandis qu'allonger le temps de pose estomperait tout simplement la trace de l'éclipse, ne laissant plus que quelques points de données pendant ces événements. Ceci est un cas extrême, mais le nombre d'étoiles faiblement lumineuses intéressantes, comme celle-ci ne va cesser de croître avec les campagnes d'observation de grande envergure comme LSST. En résumé, gardez à l'esprit que ce type de variabilité existe, et prévoyez à l'avance quelle fréquence et quelle durée de pose vous devez choisir.

Vous me ferez alors remarquer que dans cet exemple, aucun filtre n'a été utilisé. Il faut savoir que le fait d'utiliser un filtre a aussi un impact sur la durée d'exposition. En effet, tous les filtres réduisent le signal total reçu. Ils ont ainsi une influence sur la durée d'exposition et le rapport signal sur bruit. Certains filtres peuvent tellement réduire le signal qu'ils rendent les mesures impossibles avec votre instrument. Il y a deux principes à retenir :

1) Si la cible est brillante et que vous pouvez obtenir un bon rapport signal sur bruit avec un temps d'exposition adéquat, vous devez toujours utiliser des filtres (le niveau de qualité du rapport signal sur bruit à atteindre sera défini par les objectifs de votre projet, mais  $> 20$  est une valeur raisonnable).

2) Si la cible a une couleur très rouge, vous devez utiliser des filtres, à moins qu'il y ait une autre bonne raison de ne pas utiliser de filtres (par exemple la recherche de transit et de rayonnement rémanent de sursauts gamma). Si vous ne pouvez pas utiliser de filtre pour une cible rouge, il vaut mieux changer de cible.

Dans le cas décrit ici, l'objet devient très peu brillant (avec des éclipses en dessous de la magnitude 20). La cible est donc très avare en photons. Les variations sont aussi relativement rapides, donc vous voulez garder le temps d'exposition aussi court que possible. Mais la raison principale pour laquelle vous pouvez vous abstenir d'utiliser un filtre est que l'étoile est très bleue, comme la plupart des variables cataclysmiques. Si vous deviez réaliser le spectre de cette étoile, vous vous apercevriez qu'il est relativement plat, et ne présente pas

trop de variations en fonction de la longueur d'onde. Dans ce cas, les variations en large bande sont quasiment équivalentes aux variations mesurées au travers de filtres. Des observations non filtrées sont un bon compromis, qui permettent d'obtenir un meilleur rapport signal sur bruit et/ou des temps d'exposition plus courts, au détriment de l'information spectrale qui, ici, est bien moins importante.

### **Exceptions**

Toute règle a des exceptions, et les conseils donnés plus haut dans le choix de la fréquence et de la durée des expositions n'y échappent pas. La chose la plus importante à retenir de la discussion précédente est que votre temps d'exposition doit être suffisant pour détecter le comportement que vous cherchez à mettre en évidence. Votre fréquence d'observation doit aussi correspondre à l'échelle de temps que vous souhaitez couvrir. Il peut y avoir des projets de recherche qui ont des objectifs différents de ceux habituellement choisis pour une classe d'étoiles variables donnée. Un exemple pourrait être la découverte de transits de planètes extrasolaires, autour de géantes de type M ou K. Vous devriez normalement observer de telles étoiles une fois tous les quelques jours. Mais un transit s'étale sur plusieurs minutes voire plusieurs heures. Vous devez donc plutôt réaliser des poses très rapprochées. De manière générale, de tels cas sont rares, et se produisent habituellement lorsqu'une étoile est déjà connue pour sa spécificité (par exemple une variable Mira dans un système symbiotique). Vous pouvez bien sûr réaliser des captures avec une grande fréquence pour rechercher de tels phénomènes, mais souvenez-vous que de telles données seront rarement utilisables sous cette forme. Vous devez traiter ces données de votre côté, puis les moyenniser avant de les soumettre aux archives de l'AAVSO, plutôt que d'envoyer les mesures individuelles.

Une précaution supplémentaire pour les étoiles Mira : ne faites pas d'observations non filtrées des Miras, semi-régulières, ou d'autres variables rouges de manière générale. Les observations non filtrées ne conviennent vraiment qu'aux étoiles « bleues » (avec un indice B-V autour de 0.0). Pour les variables rouges, votre CCD est certainement sensible dans l'infra-rouge proche, et les étoiles rouges apparaîtront bien plus brillantes que prévu. Vous trouverez sûrement des exemples de personnes soumettant des magnitudes « CV » pour une étoile Mira ou une étoile semi-régulière avec des magnitudes 2 ou 3 fois plus brillantes qu'à la fois les données visuelles et les données CCD filtrées. De telles observations sont très mauvaises, car la bande « CV » est assez ambiguë pour les chercheurs. Vous pourriez être tenté d'observer des étoiles Mira très peu brillantes sans filtre de façon à couvrir leur minimum, mais les propriétés spectrales de telles mesures sont si peu contraintes qu'elles ne fourniront que très peu d'informations utiles aux chercheurs. Elles pourraient même apporter plus de confusion qu'autre chose. Si vous ne possédez pas de filtres pour votre caméra CCD, vous devriez éviter à peu près tout les types de variables rouges, et restreindre votre travail à l'étude des variables cataclysmiques. Ici encore, peuvent être considérés comme des exceptions les transits très peu brillants et les sursauts gamma.

## Appendice A : Qu'est ce que la lumière des étoiles?

Les informations contenues dans la lumière des étoiles ne se limitent pas à une simple courbe. Nous demandons aux observateurs CCD d'utiliser des filtres standards pour faire de la photométrie, car ils permettent de mesurer à la fois la quantité de lumière et sa distribution spectrale. Une propriété physique supplémentaire introduite est la longueur d'onde. La lumière est composée de photons, qui sont la résultante de champs électromagnétiques ; ces photons se déplacent à travers l'espace à la vitesse de la lumière ( $c$ ). Ils se comportent à la fois comme des particules et comme des ondes, avec leurs longueurs d'onde caractéristiques.

En optique, les différentes couleurs observées correspondent à différentes longueurs d'onde. La lumière rouge a une longueur d'onde plus longue que la lumière jaune, qui elle-même a une longueur d'onde plus grande que la lumière verte ; le vert a également une longueur d'onde plus grande que le bleu et le violet. Toutes ces différentes couleurs de lumière sont observées simultanément dans un ensemble appelé le spectre. Le spectre visible est en définitive composé de toutes les lumières ayant des longueurs d'onde situées entre 300 et 700 nanomètres, en partant du violet vers le rouge. Il y a encore de la lumière de part et d'autre de cette gamme. Au-delà du violet, vers des longueurs d'ondes plus courtes se trouvent les ultraviolets, les rayons X, et la région des rayons gamma du spectre électromagnétique. De même, au-delà du rouge, se trouvent les infrarouges, micro-ondes et ondes radio. Nous définissons comme "spectre visible" uniquement la partie que l'œil humain est capable de voir, en effet nos yeux ne sont pas sensibles aux lumières situées en dehors de cette gamme. La plupart des étoiles classiques émettent la plus grande partie de leur lumière dans le visible et l'infrarouge, notre propre soleil émet la plus grande quantité de lumière autour des 500 nanomètres, ce qui apparaît vert pour nos yeux.

La caractéristique associée à chaque photon est son énergie, elle dépend également de la longueur d'onde. Plus précisément, l'énergie est inversement proportionnelle à la longueur d'onde :

$$E = hc / \lambda$$

où ( $h$ ) est la constante de Planck, ( $c$ ) est la vitesse, et ( $\lambda$ ) est la longueur d'onde. On voit donc que l'énergie est plus grande lorsque les longueurs d'onde sont plus petites. Dans les longueurs d'ondes plus courtes, les photons bleus ont plus d'énergie que les photons jaunes qui ont une longueur d'onde plus grande, ces mêmes photons jaunes ont plus d'énergie que les photons rouges. Les longueurs d'onde des sources de lumières astrophysiques sont liées à la densité totale d'énergie du système ayant généré la lumière. Une étoile relativement froide n'émettra pas un rayonnement très énergétique. À l'inverse, une étoile chaude peut être capable d'émettre un rayonnement très élevé, mais elle émettra aussi des photons d'énergie inférieure (plus d'infos dans l'appendice B).

Il y a une autre propriété de la lumière qui ne sera pas vue en détail dans ce guide : la polarisation. Les photons sont générés par les rayonnements électromagnétiques. Tous les photons reçus d'une source unique ont voyagé depuis cette source.

Les champs électromagnétiques peuvent osciller dans une seule direction, perpendiculairement à la direction du mouvement, mais avec une orientation aléatoire, ou encore ils peuvent avoir une composante circulaire à l'oscillation (à savoir que le photon est elliptiquement ou circulairement polarisé). Si la source d'émission est polarisée, ou si la lumière provenant de la source passe à travers un milieu polarisant (comme un nuage de poussières), il y aura alors une orientation préférentielle pour la plupart des photons observés. La lumière polarisée circulairement peut également être créée dans des environnements dans lesquels des processus physiques génèrent des champs magnétiques particulièrement puissants.

La polarisation peut être mesurée avec des filtres spéciaux, mais demande beaucoup de temps. Nous n'en discuterons pas davantage, mais il faut savoir que c'est une autre propriété fondamentale de la lumière que vous observez.

L'annexe B contient une brève discussion sur les processus radiatifs communs en astronomie stellaire, ceux-ci peuvent être explorés en utilisant la photométrie des champs magnétiques puissants.

## Appendice B : Pourquoi et comment les étoiles rayonnent?

Les propriétés physiques d'un objet émettant de la lumière comme une étoile sont influentes aussi bien sur la quantité de lumière que sur sa longueur d'onde. Examiné en profondeur, le spectre lumineux d'une étoile est généralement très complexe, mais la physique nous aide, car le spectre peut être défini par deux processus : en continuum d'émission ou en raie d'absorption.

Le continuum d'émission est un processus physique émettant des photons ayant une large gamme de longueurs d'onde. À titre d'exemple, la décomposition de la lumière solaire vue à travers un prisme (plusieurs bandes de couleur sont visibles, avec du rouge, orange, jaune, bleu, indigo et violet). Toutes ces couleurs sont présentes simultanément dans la lumière solaire, mais vous ne les voyez pas individuellement, le soleil vous paraît simplement blanc.

### Rayonnement du corps noir

Un type spécial de continuum est le rayonnement du corps noir, il est émis par tous les objets ayant des températures supérieures au zéro absolu. Dans le spectre d'un corps noir, la quantité de lumière, ainsi que sa distribution dans diverses longueurs d'onde dépendent de sa température. La principale caractéristique à se rappeler est que si une étoile est plus chaude qu'une autre (1), elle émet plus de lumière dans son ensemble, et son spectre de lumière (2) aura plus d'intensité dans les longueurs d'onde les plus courtes.

Si vous avez deux étoiles, à la même distance, dont leur grandeurs physiques sont les mêmes, mais que l'une à une température de 10 000 K et l'autre de 5 000 K, l'étoile la plus chaude sera la plus brillante (plus de lumière) et la plus bleue (plus d'émission dans les courtes longueurs d'onde). Ainsi vous pouvez utiliser la lumière des étoiles pour en mesurer la température sans les avoir sous la main : une aubaine! Les équations décrivant le rayonnement du corps noir ont été élaborées par Max Planck, au début du 20<sup>e</sup> siècle. Vous trouverez souvent le rayonnement du corps noir nommé : rayonnement de Planck.

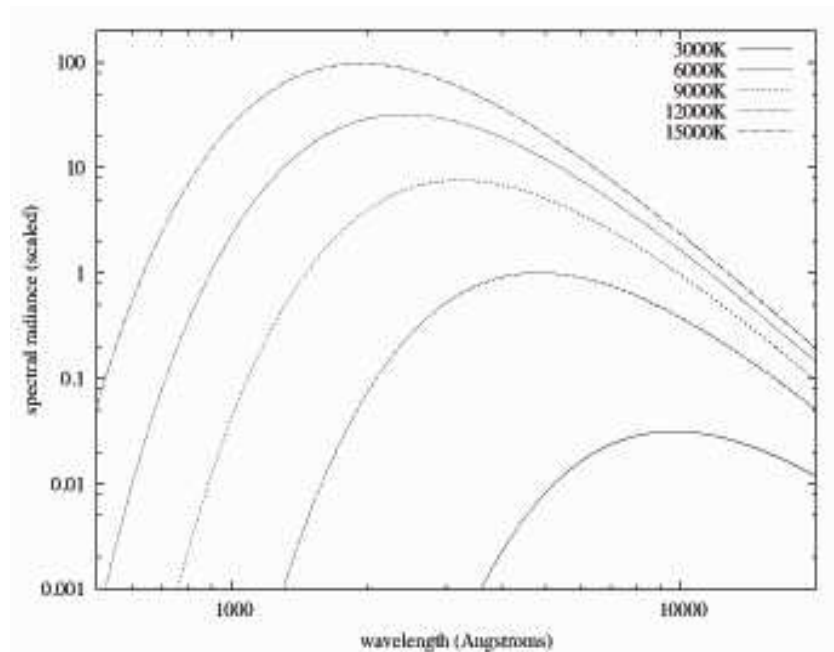


Figure B.1

Spectre de corps noir réduit au rayonnement spectral maximal du corps noir à 6000 Kelvin. Le soleil a une température de surface d'environ 5774 Kelvin. Celui d'une étoile AO d'environ 10 000 Kelvin, alors que celle des étoiles M est inférieure à 4000 Kelvin. Comparez les bandes passantes des illustrations figurant dans la Figure 3.1 avec les courbes représentées ici.

Il y a quelques concepts liés aux corps noirs qui sont très utiles en astrophysique stellaire : Tout d'abord, la loi de Wien qui est une simple équation donnant la longueur d'onde à laquelle un corps noir émet le plus de lumière ( le pic dans le spectre du corps noir)

$$\lambda_{\text{max}} = b / T$$

où  $\lambda$  est la longueur d'onde,  $T$  est la température du corps noir, et  $b$  est une constante (appelée constante de Wien). Vous pouvez l'obtenir en utilisant l'équation du corps noir, pour trouver le maximum de la courbe, calculez en quel point la dérivée est nulle. C'est une équation très pratique, car elle vous permet d'estimer approximativement la température d'un objet apparenté à un corps noir, en mesurant simplement où se situe son pic d'émission dans le spectre. Beaucoup d'étoiles se comportent de façon similaire aux corps noirs, si bien qu'elles sont faciles à étudier. L'équation est toutefois mise en échec pour des étoiles qui ont une forte absorption atomique ou moléculaire, rendant leur spectre non assimilable à un corps noir (cela se produit souvent pour les étoiles M dont les pics spectraux sont proches, IR).

La loi de Stefan-Boltzmann est une autre équation fournissant une relation entre le flux d'énergie par unité de surface d'un corps noir et sa température :

$$f_{\text{bol}} = \sigma T^4$$

où  $f_{\text{bol}}$  est le flux total d'énergie par unité de surface,  $T$  la température, et  $\sigma$  est une constante (la constante de Stefan-Boltzmann). Plus un corps noir devient chaud, plus l'énergie totale émise est grande. Encore une fois c'est une application astrophysique intéressante. Vous pouvez être en mesure d'estimer la température effective d'une étoile par certains moyens (photométriques ou spectroscopiques); la luminosité totale (lumière émise dans toutes les directions) par un corps noir est tout simplement cette quantité  $f_{\text{bol}}$  multipliée par la surface totale :  $4\pi R^2$ . En combinant ces deux relations, vous obtiendrez une équation intéressante.

$$L^{\text{bol}} = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Il y a quelques caractéristiques potentiellement intéressantes ici, à savoir la luminosité (qui peut être rattachée à la distance de l'étoile) et le rayon de l'étoile. Ceci est important en astrophysique, la luminosité d'une étoile est proportionnelle à la fois à sa température et à son rayon. Les types spectraux comprennent aussi des classes de luminosité, allant de l'étoile naine à la super-géante. Une étoile peut avoir une température effective de 4000 K, mais il y aura une énorme différence de luminosité selon qu'elle soit une naine ou une super-géante.



## Raie d'émission et d'absorption

Les raies d'émission et d'absorption, sont deux choses causées par le même processus physique ( L'émission ou l'absorption de photons individuels par des atomes ). Les atomes sont constitués de noyaux (protons et neutrons) entourés par des électrons ayant des orbites très spécifiques. Les orbites de ces électrons correspondent à des niveaux d'énergie spécifiques. S'il y a une transition d'électrons à partir d'un niveau d'énergie supérieur vers un plus faible, il libère la différence d'énergie résultante en photon. La longueur d'onde correspond à l'énergie, ces transitions électroniques ont des longueurs d'ondes spécifiques. Ces longueurs d'ondes (ou combinaisons de longueurs d'ondes) d'ondes, qui correspondront au niveau d'un atome d'hydrogène. De même, si vous avez un échantillon d'azote, de sodium ou de gaz néon (tous communs dans les ampoules fluorescentes), ils auront des spectres différents. (C'est la raison pour laquelle les enseignes "néon" ont des couleurs différentes, car elles utilisent des gaz différents.)

L'inverse de l'émission est l'absorption : si vous avez un photon qui excite un atome ayant la transition électronique permise avec juste la bonne énergie, l'atome va absorber le photon. Si vous avez une source d'émission continue (comme la photosphère d'une étoile) ainsi que certains gaz qui peuvent absorber de l'énergie (hydrogène, calcium, fer, ou d'autres éléments dans l'atmosphère de l'étoile), le spectre de l'étoile ressemblera à un corps noir avec des longueurs d'ondes réduites ou manquantes. Si bien que lorsque vous prenez le spectre d'une étoile, vous verrez surtout un continuum de lumière, mais avec des bandes sombres apparaissant le long de l'axe de dispersion. La quantité d'absorption que vous voyez dépend de différents facteurs, comme les abondances de différentes espèces atomiques et moléculaire, et la température de l'étoile. Un type d'étoile est par exemple défini comme ayant des raies d'absorption d'hydrogène les plus intenses dans leur spectre. Comme autre exemple, l'absorption moléculaire se produisant dans un endroit froid, comme des étoiles de type M, le type d'absorption dépendra de l'étoile et sera plus riche en oxygène ou en carbone.

L'étude astrophysique du transfert de rayonnement et radiatif est un sujet très riche. Une grande partie de ce qui est discuté ci-dessus avait été prévu par le physicien Gustav Kirchhoff (19e siècle) : avant même l'âge d'or de la mécanique quantique, il a résumé cela en trois lois (les lois du rayonnement de Kirchhoff) :

- 1) un gaz solide ou liquide chauffé, à pression élevée, émet un spectre continu.
- 2) Un gaz chaud, à basse pression, émet un rayonnement à des longueurs d'ondes caractéristiques du produit chimique qui compose le gaz.
- 3) Un spectre continu passant à travers un gaz froid, à basse pression montrera des raies d'absorption caractérisant la composition chimique du gaz (et à des longueurs d'onde identiques à celles des raies d'émission qui apparaissent si le gaz était chaud).

Kirchhoff a décrit ces règles au 19e siècle, avant que la physique atomique et mécanique quantique n'aient été comprises. Mais dans de nombreux cas intéressants pour l'astronomie des étoiles variables, ces règles décrivent suffisamment tout ce que vous observerez, les

modèles mathématiques décrivant comment la lumière est créée, et comment elle se propage dans un système physique, sont englobés dans les lois de Kirchhoff.

Nous ne couvrons pas ici l'analyse spectrale, mais il est possible d'utiliser l'observation et la mesure des raies spectrales d'une étoile pour comprendre de quoi l'étoile est composée. Les raies atomiques mesurées dans les laboratoires sont un domaine majeur de l'astrophysique fondamentale. Les raies d'absorption et d'émission vont changer d'apparence de manière complexe qui dépendra des rapport d'abondance dans le plasma, de la température, et de la pression.

Des raies et groupes de raies sont si fondamentales qu'elles servent de marqueur pour l'abondance globale de métal (l'abondance de tout excepté, l'hydrogène et l'hélium). Dans certains cas ceux-ci peuvent être si abondants qu'ils peuvent même être détectés en large bande, et donc être vus en photométrie plutôt qu'en spectroscopie.

### **Autres procédés**

Il existe d'autres sources de rayonnements, comme les champs magnétiques (particulièrement importants dans les étoiles générant des rayons X), des réactions nucléaires ou la désintégration radioactive (qui alimente l'intérieur des étoiles). Ces sources sont également responsables de l'énergie qui alimente les supernovae et influent sur leur évolution de lumière.

Beaucoup d'étoiles variables auront de multiples sources de rayonnement et d'absorption. À titre d'exemple les UV Ceti sont des étoiles de faible masse, des jeunes étoiles M, généralement très froides. Ces objets sont généralement très faibles, car leur température froide signifie qu'ils rayonnent une quantité relativement faible de lumière, la plupart du temps dans le rouge, et infrarouge. Cependant, ils peuvent également émettre d'énormes quantités de bleu, ultraviolets, rayons X, et même rayonnement gamma, pendant des éruptions très courtes, ceci en raison des phénomènes magnétiques dans leur atmosphère, analogue à des éruptions solaires pour le soleil. Ces étoiles sont naturellement très faibles en bleu, donc quand une grande émission se produit, il peut y avoir d'énormes amplitudes de cette couleur, alors qu'elle est relativement faible dans le rouge, un flash pouvant avoir une amplitude de 3 ou 4 magnitudes en bande B, beaucoup moins en R ou bande I.

La physique du rayonnement fait partie des premiers cours pour les étudiants en astronomie, pour aborder le sujet, il n'est pas nécessaire d'être astronome professionnel, la connaissance de ces processus peut vous fournir une explication sur ce qui est observé. Un livre particulièrement utile sur le sujet est celui de George Rybicki et Alan Lightman's "*Radiative Processes in Astrophysics*". Une référence détaillée sur les raies spectrales et spectres stellaires est "*The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*" de David Gray.

## Appendice C : soumission des observations à l'AAVSO.

L'envoi des observations à l'AAVSO, qu'elles soient visuelles, numérique CCD, obtenues par un réflex numérique, un photomètre, ou tout autres manières, se font toujours en ligne avec l'outil web : (<http://www.aavso.org/webobs>).

Vous devez choisir si vous souhaitez "soumettre des observations individuelles" ou "transmettre un fichier d'observation". Si vous avez un petit nombre d'observations, l'option individuelle peut être plus simple pour vous. A contrario, si vous soumettez un grand nombre d'observations CCD, (soit des times séries, ou des mesures de d'étoiles différentes), la création d'un fichier dans "AAVSO extended File Format" est sans doute la meilleure façon de faire. Heureusement, la plupart des logiciels actuels ont une option pour exporter vos résultats sous la forme de rapport AAVSO, et vous aurez simplement besoin de le transférer vers le WebObs. Si vous modifiez, ou créez votre propre rapport, il est essentiel que vous suiviez le format décrit dans la présente annexe. Même pour une observation individuelle, vous pouvez trouver les descriptions des champs dans la section "données" utiles.

### Informations générales

Le fichier "format étendu" doit être un texte brut (ASCII) de type fichier. Il n'est pas sensible à la case. Il y a deux parties dans le fichier : Paramètres ( et les informations d'en-tête), et les mesures.

### Paramètres

Les paramètres sont spécifiés dans la partie supérieure du dossier et sont utilisés pour décrire les mesures qui suivent. Les paramètres doivent commencer par un signe dièse (#) en début de ligne. Il y a six paramètres spécifiques que l'AAVSO demande d'inclure dans la partie supérieure du dossier ; des commentaires personnels peuvent être inclus : tant qu'ils suivent un signe (#), ils seront ignorés par le logiciel, et ne seront pas chargés dans la base de données. Cependant, ils seront conservés dans le fichier et dans les archives permanentes de l'AAVSO.

Les 6 paramètres dont nous avons besoin sont :

```
#TYPE=Extended  
#OBSCODE=  
#SOFTWARE=  
#DELIM=  
#DATE=  
#OBSTYPE=
```

Voici une description de ces paramètres :

- **TYPE** : Doit toujours être "Extended" pour ce format.
- **OBSCODE** : Le code officiel d'observateur de l'AAVSO.
- **SOFTWARE** : Nom et version du logiciel utilisé pour créer les mesures. Si le logiciel est privé , mettre ici une courte description comme : #SOFTWARE = AIP4win Version 2.2 . Ce champ est limité à 30 caractères.
- **DELIM** : c'est le délimiteur pour séparer les champs du rapport. Tout caractère ASCII ou unicode qui correspond au code ASCII 32-126 est acceptable pour autant qu'il ne soit pas utilisé dans tous les champs. Les délimiteurs suggérés sont : virgule(,), point virgule(;), point d'exclamation(!), et barre(|) ; les seuls caractères qui ne peuvent pas être utilisés sont dièse (#) et espace " ". Si vous voulez utiliser un onglet, utilisez le mot "tab" plutôt que le caractère de tabulation. À noter : les utilisateurs d'Excel qui veulent utiliser une virgule devront taper le mot "comma" au lieu de "," sinon , Excel n'exportera pas le champ correctement.
- **DATE** : c'est le format de la date utilisée dans le rapport. L'heure est au point médian de l'observation, convertir tous les temps en TU à l'un des formats suivants:
  - JD date julienne (Ex 2454101.7563)
  - HJD date julienne héliocentrique
  - EXCEL le format créé par la fonction Excel NOW()  
exemple : 12/31/2007 12:31:31 a.m
- **OBSTYPE** : c'est le type d'observation dans le fichier de données. Il peut être CCD, DSLR (APN), PEP (pour photoélectrique photométrie) ou VISDIG ( pour les observations visuelles faites à partir d'images numériques), si OBSTYPE n'est pas spécifié, il est supposé être CCD.

Les paramètres OBSCODE et DATE peuvent également être inclus ailleurs dans les données. Notre logiciel de traitement des données va lire ces paramètres et attendre toutes les données suivantes pour les ajouter, (par exemple, vous pouvez ajouter "# OBSCODE= TST01"; le rapport et toutes les observations ultérieures seront attribuées à l'observateur TST01).

Si vous voulez mettre une ligne vide entre vos enregistrements de paramètres et vos enregistrement de données, assurez-vous de commenter la ligne avec le signe dièse (#). WebObs n'acceptera pas un fichier avec des lignes vides qui ne soient pas des commentaires.

## Mesures

Après les paramètres, viennent les observations concrètes d'étoiles variables. Il doit y avoir une observation par ligne, et les champs doivent être séparés par le même caractère qui est défini dans le DELIM des paramètres de champ. Si pour l'un des champs facultatifs, vous ne disposez pas de valeurs, vous devez utiliser "na" (non applicable). La liste des champs est la suivante:

- **STARID** : L'identifiant des images ; il peut être la désignation AAVSO, le nom AAVSO, ou l'identifiant unique AAVSO (UUID), mais un seul des trois, et sans dépasser 25 caractères au maximum.
- **DATE** : La date et l'heure de l'observation, dans le format spécifié en DATE, l'AAVSO requiert que vous signaliez le point médian de la durée d'exposition. Si vous compilez des images, cela peut être plus compliqué, vous devrez alors ajouter une note sur la technique utilisée pour calculer ce temps, cette note sera dans le champ NOTES.
- **MAGNITUDE** : La magnitude de l'observation. Une décimale est nécessaire par exemple "9.0" plutôt que "9".
- **MAGERR** : l'incertitude photométrique associée à la mesure de l'étoile variable. Si elle est inconnue, mettre "na".
- **FILTRES** : le filtre utilisé pendant l'observation. Cela peut être l'une des lettres suivantes ( en gras)
  - U** : Johnson U
  - B** : Johnson B
  - V** : Johnson V
  - R** : Cousins R (ou Rc)
  - I** : Cousins I (ou Ic)
  - J** : NIR 1.2 micron
  - H** : NIR 1.6 micron
  - K** : NIR 2.2 microns
  - TG** : Filtre vert (ou vert du tri-couleurs), c'est plus connu comme le canal vert d'une caméra CCD ou d'un APN couleur.
  - TV** : Filtre bleu (ou bleu du tri-couleurs), c'est plus connu comme le canal bleu d'une caméra CCD ou d'un APN couleur.
  - TR** : Filtre rouge (ou rouge du tri-couleurs), c'est plus connu comme le canal rouge d'une caméra CCD ou d'un APN couleur.
  - CV** : clair (non filtré) en utilisant des magnitudes V-band (ce qui est plus commun que CR)
  - CR** : clair (non filtré) en utilisant des magnitudes R-band
  - SZ** : sloan z
  - SU** : sloan u
  - SG** : sloan g
  - SR** : sloan r

**SI** : sloan i  
**STU** : Stromgren u  
**STV** : Stromgren v  
**STB** : Stromgren b  
**STY** : Stromgren y  
**STHBW** : Stromgren Hbw  
**STHBN** : Stromgren Hbn  
**MA** : Optec Wing A  
**MB** : Optec Wing B  
**MI** : Optec Wing C

À noter : il y a d'autres filtres plus rarement utilisés mais tout autant légitimes que les filtres spécifiés. Si vous utilisez un filtre ne figurant pas ici, merci de contacter l'AAVSO HQ, et donner autant de renseignements que possible sur le filtre utilisé, et nous verrons comment l'intégrer.

- **TRANS** : "YES" si transformé en utilisant les normes Landolt ou si les champs contiennent étalons standard tels que discuté au chapitre 6 et "NO" si non fait.
- **MTYPE** : le type de magnitude. STD si normalisé en utilisant les magnitudes publiées des étoiles de comparaison, ou DIF si différentielle (rare), signifie que les magnitudes publiées des étoiles de comparaison ne sont pas utilisées, et que seules les magnitudes instrumentales sont utilisées. DIF nécessite l'utilisation de CNAME. À noter que l'utilisation du mot « différentielle » n'a pas ici le même sens que lors de la photométrie différentielle.
- **CNAME** : Nom de l'étoile de comparaison ou label tel que le label de carte ou l'AUID de l'étoile de comparaison utilisée. Si pas présent, utilisez « na ». (20 caractères maxi).
- **CMAG** : magnitude instrumentale de l'étoile de comparaison, si pas présent, utilisez « na »
- **KNAME** : nom de l'étoile de vérification ou label de carte, ou label tel que le label de carte ou l'AUID de l'étoile de vérification utilisée. Si pas présent, utilisez « na ». (20 caractères maxi).
- **KMAG** : magnitude instrumentale de l'étoile de vérification, si pas présent, utilisez « na ».
- **AIRMASS** : airmass de l'observation. Si pas présent, utilisez « na »
- **GROUP** : Identificateur de groupement (5 caractères maxi) . Il est utilisé pour regrouper ensemble plusieurs observations : en général, un ensemble d'observations qui ont été prises à travers plusieurs filtres . Il est alors plus facile de récupérer toutes les magnitudes d'un ensemble donné dans la base , dans le cas où le chercheur veut constituer des indices de couleur comme B-V. Si vous faites juste des times séries, ou utilisez le même filtre pour plusieurs étoiles, etc..., mettre « na » dans GROUP. Dans le cas où vous voulez grouper les observations, GROUP , doit être un entier, identique pour toutes les observations du groupe, unique pour un observateur donné, pour une étoile donnée et une date julienne donnée.
- **CHART** : Veuillez utiliser l'ID de la séquence, vous le trouverez écrit en rouge au bas de la table photométrique. Si une séquence non AAVSO a été utilisée, veuillez la décrire aussi clairement que possible (20 caractères maxi).
- **NOTES** : commentaires ou notes sur l'observation. Ce champ prend au maximum 100 caractères. Si pas de notes, utilisez « na ».

## Exemples

Voici un rapport simple avec plusieurs étoiles (les données utilisées ne sont pas nécessairement réalistes!) :

```
#TYPE=EXTENDED
#OBSCODE=TST01
#SOFTWARE=MAXIM DL 6.0
#DELIM=,
#DATE=JD
#OBSTYPE=CCD
#NAME,DATE,MAG,MERR,FILT,TRANS,MTYPE,CNAME,CMAG,KNAME,KMAG,AMASS,
GROUP,CHART,
NOTES
SS
CYG,2450702.1234,8.235,0.003,V,NO,STD,105,10.593,110,11.090,1.561,na,13577KCZ,outburst
V1668
CYG,2450702.1254,18.135,0.0180,V,NO,STD,105,10.594,110,10.994,1.563,na,3577KCZ,na
WY CYG,2450702.1274,14.258,0.004,V,NO,STD,105,10.594,110,10.896,1.564,na,13577KCZ,na
SS CYG,2450722.1294,10.935,0.006,V,NO,STD,105,10.592,110,10.793,1.567,na,13577KCZ,na
```

Notez l'existence d'une ligne #NOM, DATE ...dans le format ci-dessus. Comme le préfixe est #, elle sera ignorée par le logiciel. Vous pouvez le faire si c'est plus facile à écrire et lire pour vous.

Le compte rendu photométrique est autorisé sous ce format. Vous devez choisir une étoile (l'étoile de vérification) en plus de la cible photométrique. L'étoile de vérification ne doit pas être incluse dans les étoiles de comparaison. La magnitude calculée de cette étoile doit être mise dans le champ KMAG, de sorte que si la magnitude réelle de l'étoile de vérification est différente à une autre date, un simple point de décalage par rapport au zéro peut être ajouté à votre ensemble. Si un ensemble est utilisé, CNAME devra être réglé sur ESEMBLE et CMAG doit être réglé sur « na » comme indiqué ci-dessous.

```
#TYPE=EXTENDED
#OBSCODE=TST01
#SOFTWARE=IRAF 12.4
#DELIM=,
#DATE=JD
#NAME,DATE,MAG,MERR,FILT,TRANS,MTYPE,CNAME,CMAG,KNAME,KMAG,AMASS,
GROUP,CHART,
NOTES
SS CYG,2450702.1234,11.235,0.003,B,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.593,1.561,1,070613,na
SS CYG,2450702.1254,11.135,0.003,V,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.492,1.563,1,070613,na
SS CYG,2450702.1274,11.035,0.003,R,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.398,1.564,1,070613,na
SS CYG,2450702.1294,10.935,0.003,I,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.295,1.567,1,070613,na
SS CYG,2450702.2234,11.244,0.003,B,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.590,1.661,2,070613,na
SS CYG,2450702.2254,11.166,0.003,V,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.497,1.663,2,070613,na
SS CYG,2450702.2274,11.030,0.003,R,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.402,1.664,2,070613,na
SS CYG,2450702.2294,10.927,0.003,I,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.292,1.667,2,070613,na
```

Dans ce rapport, la solution a donné 11,235, 11,135, 11,035 et 10,935 pour les B, V, Rc, et Ic (respectivement) magnitudes de SS Cyg pour le premier groupe, et 11,244, 11,116, 11,030 et 10,927 pour le second groupe. La solution a également donné 10,593, 10,492, 10,398 et 10,295 pour la magnitudes BVRc de l'étoile de vérification pour le premier groupe.

## Après soumission

Une fois les observations soumises à la base de données AAVSO , il est bien de vérifier les courbes de lumières des étoiles observées, ceci à l'aide du générateur "*Light Curve Generator* " ( LGC – <http://www.aavso.org/lgc>) ou VStar (<http://www.aavso/vstar-overview>). Ainsi vous pouvez voir si vos mesures sont cohérentes. Si vous trouvez de grosses différences avec celles des autres observateurs utilisant des équipements similaires, il est alors important de revenir en arrière, de vérifier vos notes et vos images originales. Vos observations peuvent être correctes, alors que ce sont précisément celles des autres observateurs qui ont un problème, mais si vous voyez une différence, vous devez tout de même commencer par vérifier une fois de plus vos propres mesures.

Il est fréquent que les observateurs commettent des erreurs résultant d'une confusion dans l'étoile cible, date ou heure mal réglée, ou confusion dans les filtres. Si votre rapport indique que tout ceci semble correct, revenez encore en arrière et vérifiez vos images. Peut-être avez-vous mal identifié l'une des étoiles, inclus un proche compagnon avec la cible, ou alors saturé la cible ou une des étoiles de comparaison?

Si vous trouvez un problème, vous pouvez alors l'isoler. Une des autres options possibles, permise par le WebObs est de "rechercher des observations". Grâce à cet outil de recherche, vous devriez être en mesure de réduire votre travail pour pouvoir écarter votre observation, ou vos observations comportant des problèmes. Ensuite, vous pouvez soit supprimer les observations, soit les soumettre corrigées, en modifiant l'observation erronée. L'option choisie dépendra du nombre d'observations et de la nature de l'erreur.

Une chose à retenir à propos de l'utilisation de l'outil de recherche WebObs est qu'en cliquant sur la case non marquée, située dans le coin gauche de l'en-tête de la page "*Results*" vous pouvez sélectionner toutes les observations sur cette page, ce qui rend beaucoup plus facile la suppression d'un grand nombre d'observations, plutôt que de le faire une par une.

Si vous découvrez un problème dans vos mesures qui demanderait beaucoup de temps de correction, n'hésitez pas à contacter le siège de l'AAVSO pour demander de l'aide. De même, si vous voyez quelque chose d'anormal dans les mesures d'autres observateurs, vous pouvez rapporter cela à l'AAVSO HQ soit par l'utilisation de Vstar, ou en envoyant un email décrivant ce que vous remarquez.

..



## Appendice D : Ressources pour les observateurs

### Livres

Berry, Richard, and James Burnell. *The Handbook of Astronomical Image Processing* (second edition). Willmann–Bell, Inc. 2005. ISBN 978–0943396828.

Budding, Edwin, and Osman Demircan. *Introduction to Astronomical Photometry* (second edition). Cambridge University Press, 2007. ISBN 978–0521885263.

Buchheim, Robert K. *The Sky is Your Laboratory*, Springer Science+Business Media, 2007. ISBN 978–0387718224.

Hall, Douglas S., and Russell M. Genet. *Photoelectric Photometry of Variable Stars – A Practical Guide for the Smaller Observatory* (second edition). Willman–Bell, Inc., 1988. ISBN 978–0943396194.

Henden, Arne A., and Ronald H. Kaitchuck. *Astronomical Photometry, A Text and Handbook for the Advanced Amateur and Professional Astronomer*. Willman–Bell, Inc., 1990. ISBN 978–0943396255.

Howell, Stephen B., *Handbook of CCD Astronomy* (second edition). Cambridge University Press, 2006. ISBN 978–0521617628.

Warner, Brian D., *A Practical Guide to Lightcurve Photometry and Analysis*. Springer Science+Business Media, 2006. ISBN 978–0387293653.

### Logiciels

AIP4Win – [www.willbell.com/aip4win/AIP.htm](http://www.willbell.com/aip4win/AIP.htm)

AstroArt – [www.msb-astroart.com/](http://www.msb-astroart.com/)

CCDOps – [www.sbig.com/support/software/](http://www.sbig.com/support/software/)

FotoDif – [www.astrosurf.com/orodeno/fotodif/index.htm](http://www.astrosurf.com/orodeno/fotodif/index.htm) (in Spanish)

IRAF – <http://iraf.noao.edu/>

LesvePhotometry –

[www.dppobservatory.net/AstroPrograms/Software4VSObservers.php](http://www.dppobservatory.net/AstroPrograms/Software4VSObservers.php)

MaxIm DL – [cyanogen.com/maxim\\_main.php](http://cyanogen.com/maxim_main.php)

MPO Canopus – [www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm](http://www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm)

VPhot – [www.aavso.org/vphot](http://www.aavso.org/vphot)

## Index

analog to digital unit (ADU)	32	image fantôme	39
cercles d'ouverture (réglage)	36	magnitude instrumentale	46
airmass	28	linéarité	15 , 16
Bias	19	point spread function (PSF)	35 , 43
binning	15	image résiduelle	39
blooming	64	échantillonnage	18
cadence d'image	27	saturation	37
calibration	49	images scientifiques	31
CCD équation	52	scintillation	35
index de couleur	29	rapport signal sur bruit (RSB) ( <i>SNR</i> )	18 , 48
Dark	46	logiciel	22
magnitude différentielle	41	champ standard	52
photométrie différentielle	32	magnitude standardisée	46
temps d'exposition	36	transformation	51
extinction	30	incertitude	48
Flats	21 , 62	Variable star plotter (VSP)	24,26
filtres	15	V <sub>phot</sub>	23
profondeur de puits	17	WebObs	75
largueur à mi-hauteur (FWHM)			