

Manuel d'Observation DSLR de l'AAVSO

Version 1.4 – Mars 2016



AAVSO

49 Bay State Road
Cambridge, MA 02138
phone: +1 617 354-0484
email: aavso@aavso.org

Copyright 2017 AAVSO
ISBN 978-1-939538-28-4

Avant-propos

Ce manuel constitue une introduction de base et un guide à l'utilisation d'un appareil photo DSLR pour faire des observations d'étoiles variables. Il est destiné aux débutants comme aux observateurs DSLR de niveau intermédiaire, bien que de nombreux observateurs puissent trouver son contenu utile.

Ce manuel a été inspiré par le grand intérêt dans la photométrie DSLR rencontré durant le programme Sky Citizen de l'AAVSO. Les matériels d'imagerie évoluent rapidement, aussi, nous avons écrit ce manuel pour qu'il soit aussi généraliste que possible et déplacé les sujets logiciels et spécifiques aux appareils photos dans les forums DSLR de l'AAVSO.

La plus grande partie du contenu de ces chapitres a été écrite pendant le troisième atelier du Citizen Sky qui a eu lieu entre le 22 et le 24 mars 2013 à l'AAVSO. Les personnes responsables de la création du contenu de ces chapitres sont :

Chapitre 1 (Introduction) : Colin Littlefield, Paul Norris, Richard (Doc) Kinne, Matthew Templeton

Chapitre 2 (Vue d'ensemble de l'équipement) : Roger Pieri, Rebecca Jackson, Michael Brewster, Matthew Templeton

Chapitre 3 (Vue d'ensemble du logiciel) : Mark Blackford, Heinz-Bernd Eggenstein, Martin Connors, Ian Doktor

Chapitres 4 & 5 (Acquisition et traitement d'image) : Robert Buchheim, Donald Collins, Tim Hager, Bob Manske, Matthew Templeton

Chapitre 6 (Transformation) : Brian Kloppenborg, Arne Henden

Chapitre 7 (Programme d'observation : Des Loughney, Mike Simonsen, Todd Brown
Figures diverses : Paul Valleli

Traduction française : Bernard Candela

Nous vous souhaitons des ciels clairs et de bonnes observations !

Arne Henden, Directeur
Rebecca Turner, Directeur des Opérations
Brian Kloppenborg, Editeur
Matthew Templeton, Directeur scientifique
Elizabeth Waagen, Assistant technique Senior

American Association of Variable Star Observers
Cambridge, Massachusetts
Mars 2016

Chapitre 1 : Introduction

Vous effectuez votre jogging une nuit dans votre parc habituel. Il fait sombre, mais vous connaissez bien la zone, aussi vous n'avez pas peur de buter sur un obstacle. Cependant, ce soir, quelque chose de nouveau apparaît. Vous remarquez quelqu'un sur le bord du chemin avec un appareil photo sur un trépied. Étrangement, vous remarquez que son regard et son appareil pointent vers le haut sur le ciel. Vous jetez un coup d'œil vers le ciel et notez uniquement les points les plus lumineux de votre ciel pollué. Que fait cette personne ? Dans ce cas, la femme, qui est professeur d'histoire dans une Université, effectue des mesures de luminosité de certaines étoiles, des données qui seront utiles aux astronomes professionnels. C'est une parmi la partie croissante des personnes appelées "citoyen scientifique". Ce manuel va vous montrer comment vous pouvez y participer également.

1.1 Prologue

La plupart d'entre nous qui ont un intérêt passager pour l'astronomie, peut-être en lisant un magazine d'astronomie de temps en temps, ont vus les superbes photos qui enjolivent leurs pages. La plupart de ces images ont été prises avec des appareils photos montés sur des télescopes guidés et traitées pour qu'elles apparaissent aussi belles qu'elles le sont. Cela est du domaine de l'astrophotographie. Ce manuel va vous entraîner dans une autre direction. Ici, nous allons parler de la façon avec laquelle vous pouvez prendre des photos de valeur scientifique pour mesurer la luminosité des étoiles variables - étoiles dont la luminosité change dans le temps. Le but de ce manuel est de vous guider tout au long du processus d'utilisation du même appareil photo DSLR que vous utilisez pour la photographie de tous les jours pour contribuer à la production de données de qualité scientifique pour la communauté astronomique.

1.2 Audience cible

Ce manuel est destiné à ceux qui sont intéressés pour utiliser un appareil photo DSLR afin de mesurer les luminosités des étoiles variables. La plus grande partie de ce manuel est destinée au débutant, mais il fournit aussi des détails de haut niveau que l'amateur avancé peut trouver intéressant.

Les astronomes amateurs peuvent trouver dans la mesure des étoiles variables une nouvelle dimension à leur hobby. C'est un vrai régal de voir ses propres mesures, de construire la courbe de lumière du changement de luminosité d'une étoile ! Les étoiles variables sont de bons sujets pour les étudiants. Certains projets sont adaptés aux projets scientifiques des écoles ; d'autres peuvent engager des collègues avec des challenges observationnels et analytiques.

1.3 Le quoi, le pourquoi et le comment de la photométrie DSLR

La photométrie est la science qui mesure la luminosité d'un objet dans le ciel. A première vue, cela peut ne pas paraître très excitant, mais c'est vraiment un sujet dynamique dans lequel les amateurs peuvent jouer un rôle clé. Bien qu'il existe des milliers d'objets pour lesquels la photométrie est importante, ce manuel se concentre sur les étoiles variables car la photométrie stellaire est un des champs les plus faciles à étudier et qui contribue à fournir des mesures valables.

1.3.1 Que sont les étoiles variables et pourquoi les observe-t-on ?

Toutes les étoiles changent de luminosité en raison des processus physiques qui se passent à l'intérieur, sur ou à proximité de l'étoile. En observant soigneusement cette variabilité, il est possible d'apprendre une grande quantité d'information au sujet de l'étoile et, plus généralement, les phénomènes astrophysiques. Dans un sens très réel, les étoiles variables sont comme des laboratoires physiques. Les mêmes processus physiques fondamentaux qui opèrent ici sur Terre – la gravité, la mécanique des fluides, la lumière et la chaleur, la chimie, la physique nucléaire – opèrent exactement de la même façon dans l'Univers. En observant la façon dont les étoiles varient, nous pouvons apprendre pourquoi elles changent.

Bien que de nombreuses variations stellaires ne puissent pas être détectées de façon fiable depuis le sol en raison de l'absorption et de la dispersion atmosphérique (plus de détails à ce sujet dans le dernier chapitre), il y a encore des centaines de classes d'étoiles variables, chacune avec quelques membres jusqu'à plusieurs milliers de membres. Par exemple, les étoiles peuvent changer de taille, de forme ou de température dans le temps (variables pulsantes), elles peuvent subir des changements de luminosité rapides dus à des processus physiques autour de l'étoile (accrétion et éruptions), ou elles peuvent être éclipsées par des étoiles ou des planètes en orbite autour d'elles (binaires et exoplanètes). La clé est que quelque chose est en train de se passer physiquement dans l'étoile elle-même ou dans son voisinage immédiat. (Vous pouvez voir une étoile scintiller dans le ciel, mais cette variation est due uniquement à l'atmosphère terrestre et elle est complètement indépendante de l'étoile).

Voir <https://www.aavso.org/types-variables> pour obtenir la liste des types de variables utilisées dans l'Index des Etoiles Variables de l'AAVSO (VSX).

Différents types d'étoiles varient sur des échelles de temps différentes. Certaines étoiles peuvent mettre des semaines, des mois, ou des années pour subir des changements que nous pouvons détecter. D'autres prennent des jours, des heures, des minutes, des secondes, ou même moins. Certaines étoiles varient régulièrement, et nous pouvons voir des motifs dans les variations qui se répètent dans le temps. D'autres étoiles subissent des changements chaotiques que nous ne pouvons jamais prédire exactement. Certaines étoiles varient de la même façon pendant des siècles, pendant que d'autres – comme les supernovæ – peuvent briller brièvement puis disparaissent, pour ne plus être jamais revues.

Observations DSLR d' ϵ Aurigae

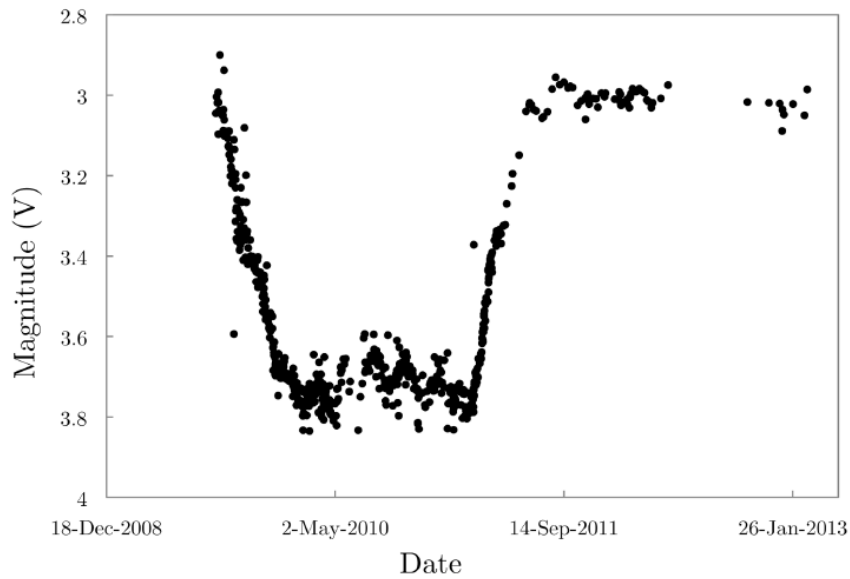


Figure 1.1. Observations DSLR d' ϵ Aurigae pendant son éclipse de 2009 à 2011. Chaque point de donnée correspond à la contribution d'un astronome amateur.

Les étoiles variables ont aussi un intervalle de luminosité apparente (comment elles nous apparaissent) aussi bien qu'un intervalle de luminosité intrinsèque (combien de lumière elles émettent réellement). Une étoile peut être intrinsèquement lumineuse, mais si elle est à des milliers d'années-lumière de nous, elle paraît faible. Les étoiles variables ont aussi un intervalle d'amplitude – qui est de combien leur brillance change au cours du temps. Certaines étoiles variables peuvent varier de 10 magnitudes ou plus, ce qui correspond à un facteur de 10 000 dans la luminosité, un énorme changement ! Certaines étoiles variables varient d'un millième de magnitude, ou même moins, et leurs variations peuvent être impossibles à détecter. Il existe de nombreuses étoiles entre ces deux extrêmes, et il n'y a pas pénurie d'objets sur lesquels vous ne puissiez effectuer un travail productif, sans tenir compte de votre équipement. Avec ce manuel, vous apprendrez comment utiliser votre appareil photo pour obtenir des mesures scientifiques valables de ces étoiles et rapporter vos résultats afin qu'ils puissent être utilisés pour la recherche scientifique.

Comment les amateurs se positionnent-ils dans ce schéma ? Les astronomes professionnels utilisent extensivement la photométrie, mais comme ils disposent d'un temps d'observation limité, ils dépendent fréquemment des astronomes amateurs pour effectuer la photométrie sur des objets intéressants pour eux. En résultat, vos observations constituent le matériel brut qui alimente la demande scientifique. Les scientifiques peuvent spéculer sans fin à propos du pourquoi les choses se produisent et de la façon dont elles se comportent, mais, en dernier recours, ces hypothèses doivent être testées pour faire avancer de façon productive nos connaissances scientifiques. Si vous fournissez aux chercheurs des données fiables, ils peuvent dresser des modèles précis pour décrire comment l'univers fonctionne, et nos connaissances s'améliorent et s'étendent. Par exemple, les amateurs ont utilisé des appareils photo DSLR courants pour surveiller régulièrement la luminosité d' ϵ Aurigae, un système binaire notablement énigmatique, quand il a entrepris son éclipse longuement attendue entre 2009 et 2011 (voir figure 1.1). Grâce au travail de ces amateurs, les astronomes professionnels

ont reçu une surabondance de données utiles à partir desquelles nous sommes capables de découvrir de nouvelles pistes sur cette binaire mystérieuse.

1.3.2 Comment faisons-nous de la photométrie DSLR ?

Fondamentalement, la photométrie DSLR est un processus simple : après avoir configuré votre appareil photo, vous prenez une série d'expositions spéciales (appelées dark et flat-field) qui sont utilisées dans l'analyse ultérieure. Après cela, l'appareil photo est pointé vers le ciel et une série de longues poses (plus de 10 secondes) est prise d'une région particulière du ciel. Ces images sont traitées en utilisant un logiciel spécialisé pour obtenir des magnitudes instrumentales (estimations de luminosité telles qu'elles sont mesurées par l'appareil photo). Puis, les magnitudes instrumentales sont calibrées pour correspondre aux magnitudes d'étoiles connues avec lesquelles les étoiles variables sont mesurées. Il y a plusieurs étapes qui sont expliquées en détail dans les chapitres suivants.



Figure 1.2. Un appareil photo DSLR typique monté sur un trépied.

1.4 Observations visuelles, observations DSLR et observations CCD

Avant l'invention des capteurs électroniques et des équipements photographiques, les astronomes ne disposaient que de leurs yeux pour estimer la brillance des étoiles. Bien que cette technique soit ancienne, elle est encore largement pratiquée et reste utile pour observer certains types d'étoiles variables, en particulier, celles qui sont relativement brillantes et qui présentent de larges variations de luminosité. De plus, avec les estimations visuelles, il n'y a pas besoin d'équipement complexe et coûteux, ce qui en fait une méthode très économique d'observation des étoiles variables. Cependant, les estimations visuelles sont sujettes à des erreurs dues à la sensibilité de couleur de l'œil humain,

l'âge de l'observateur, l'expérience des mesures visuelles, et l'écart possible. En résumé, il est quelquefois difficile de détecter des variations subtiles de luminosité visuellement, et différents observateurs sont souvent en désaccord sur la valeur exacte de l'étoile variable de plusieurs dixièmes de magnitude. Le ***manuel pour l'observation visuelle des étoiles variables de L'AVVSO*** détaille le processus de réalisation d'observations visuelles d'étoiles variables.

Avec la disponibilité d'appareils photo DSLR abordables et de haute qualité, les amateurs ne sont plus limités pour faire des estimations visuelles d'étoiles variables. Avec les observations DSLR, il est possible de compenser certains effets, comme la couleur de l'étoile, qui contrecarre fréquemment les estimations visuelles précises d'une étoile. Les utilisateurs d'appareils photo DSLR peuvent détecter exceptionnellement de subtiles variations de luminosité et comparer de façon fiable leurs estimations avec celles d'autres observateurs - mais uniquement s'ils ont suivi les procédures correctes, en particulier celles soulignées dans ce manuel.

Une autre option pour un observateur consiste à utiliser une caméra CCD attachée au télescope. La photométrie CCD est très similaire à la photométrie DSLR. Les astronomes professionnels utilisent les CCDs pour la photométrie car elles offrent plus de souplesse et des images de qualité supérieure, mais les bonnes caméras CCD sont beaucoup plus coûteuses que les DSLR et demandent une procédure d'apprentissage plus compliquée. L'AAVSO a publié un guide compréhensif sur la photométrie CCD et son usage dans l'observation des étoiles variables.

1.5 Etes-vous prêt ? (Conditions préalables)

Avant de démarrer avec la photométrie DSLR, vous devez avoir une certaine expérience avec votre appareil photo. Vous devez :

- Savoir comment faire fonctionner votre appareil photo. En particulier, être capable de régler le format sur RAW, déconnecter les options de traitement d'image supplémentaires, déconnecter l'autofocus, ajuster manuellement la focalisation, et monter votre appareil photo sur un trépied.
- Avoir une bonne connaissance des ordinateurs, et être capable d'installer un logiciel sur votre machine (Nos tutoriaux fournissent des exemples de données ainsi que des instructions sur la façon d'utiliser le logiciel, mais son installation sur votre machine sort du cadre de ce manuel).
- Hautement recommandé, mais non nécessaire : avoir l'habitude de faire des observations visuelles d'étoiles variables.

L'expérience visuelle vous apprend à identifier les champs, la façon dont la couleur affecte les estimations (important plus tard quand nous parlerons des filtres), la conduite de la courbe de lumière d'une étoile variable, comment soumettre les données, et peut-être le plus important, la patience ! L'observation visuelle est généralement drôle et prenante, aussi la pratique vous aidera à vous assurer que vous appréciez l'observation visuelle. Après tout, pour la plupart d'entre nous, il s'agit d'un hobby, n'est-ce pas ?

Téléchargez un exemplaire du *Manuel d'Observations visuelles des Etoiles Variables* de l'AAVSO et familiarisez-vous avec. Choisissez quelques variables pour jumelles bien observées et suivez-les régu-

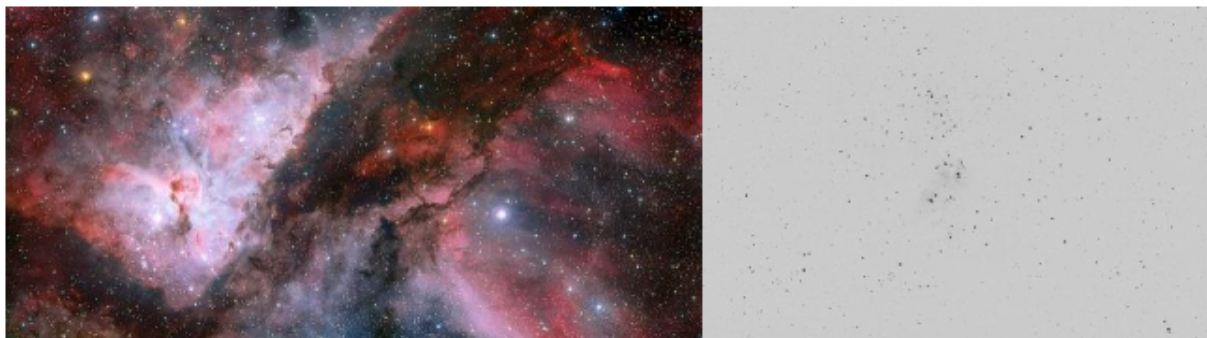
lièrement pendant un mois ou deux, en comparant vos estimations avec celles des autres observateurs.

L'observation DSLR possède de nombreuses facettes. Tous ces domaines dans lesquels vous acquérez de l'expérience ne seront plus à apprendre avant d'atteindre votre but de photométrie DSLR.

1.6 Espérances

En général, ce manuel se concentre sur les aspects d'observation des étoiles variables avec les appareils photo DSLR. Bien que nous employions le mot DSLR extensivement à travers tout ce texte, nous l'utilisons pour nous référer à une classe générale d'appareil photo qui est adaptée à la conduite d'observations photométriques. Récemment, de nombreux appareils photo ont commencé à supporter plusieurs caractéristiques qui sont nécessaires à la photométrie astronomique. En conséquence, le texte discuté ici peut être applicable à votre appareil photo même s'il ne s'agit pas d'un DSLR.

Dans ce manuel, nous nous concentrons sur les étoiles variables car les étoiles figurent parmi les objets les plus faciles à mesurer. Les techniques que vous apprenez sont applicables à un plus grand intervalle d'objets (comme les transits d'exoplanètes et les galaxies à noyaux actifs), mais ils peuvent ne pas être accessibles sans un investissement plus substantiel. A quelques exceptions, nous ne rentrerons pas dans les détails sur la façon dont les appareils photo LDSR fonctionnent, ou comment se servir d'un modèle spécifique. Mettez-vous à l'esprit que les techniques utilisées en photométrie DSLR sont similaires, mais pas identiques à celles de l'astrophotographie. En particulier, la défocalisation utilisée en photométrie DSLR entraîne des images floues qui ne sont pas jolies à regarder, mais qui possèdent une valeur scientifique.



Pas ceci...

Mais cela !

Figure 1.3. Ce à quoi vous devez vous attendre en photométrie. **A gauche** : image spectaculaire de la région centrale de la nébuleuse d'éta Carinae (télescope de 2.2 m de l'ESO au Chili). **A droite** : image à plus grand champ de la même région, 20 s de pose avec réfracteur de 80 mm à F6 et Canon 6D DSLR, image du canal vert (Mark Blackford).

C'est le but de ce manuel de démystifier le processus pour obtenir une photométrie de qualité scientifique avec un appareil photo DSLR. Avec les appareils photo DSLR, il est possible de démarrer en prenant des données utiles quasiment immédiatement. Bien qu'il soit vrai que l'obtention de bonnes données nécessite une analyse des données soigneuse et une attention aux détails, la photométrie est un domaine qui est facilement accessible aux astronomes amateurs qui manquent de base tech-

nique. L'enthousiasme, la patience et une bonne technique, plutôt qu'une aptitude mathématique ou scientifique profonde, sont tout ce qui est nécessaire.

" Je sens qu'il est de mon devoir d'avertir les autres... pour qu'ils abordent l'observation des étoiles variables avec la plus grande prudence. Il est facile de devenir dépendant, et comme d'habitude, plus grande est l'indulgence et plus il est difficile de faire une pause et de revenir à la vie normale."

Leslie C. Peltier (1900 – 1980)

Références

Manuel d'observation des étoiles variables de l'AAVSO : <http://www.aavso.org/visual-observing-manual>

Guide de la photométrie de l'AAVSO : <http://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>

Chapitre 2 : vue d'ensemble de l'équipement

Les appareils photo DSLR (Reflex numérique à objectif simple) sont parmi les moyens les plus économiques pour s'engager dans la photométrie digitale. Il y a généralement trois facteurs nécessaires : un objectif ou un dispositif de focalisation, un appareil photo capable de fournir des images dans un format brut, et un dispositif pour stabiliser l'appareil photo pendant les longues poses. Ces dispositifs peuvent être aussi simples qu'un appareil sur un poteau de clôture, ou aussi élaboré qu'un appareil professionnel visant à travers un télescope. Avant de discuter de la façon dont chacun conduit ses observations et réduit ses données, il est préférable en premier de comprendre parfaitement l'équipement nécessaire pour faire de la photométrie DSLR. Pendant que nous discuterons en détail de chacun de ces trois composants, nous avons pris la liberté d'expliquer certains aspects physiques de l'appareil photo afin que vous puissiez mieux comprendre ce qui se passe lorsque vous modifiez les divers réglages de l'appareil photo.

2.1 Un DSLR, c'est quoi ?

" Un Reflex numérique à objectif simple (aussi appelé SLR digital ou DSLR) se réfère à un appareil photo digital combinant les optiques et la mécanique d'un appareil photo reflex à simple objectif avec un capteur digital, à la place d'un film photographique. Le concept de reflex est la principale différence entre un DSLR et un autre appareil photo digital. Dans le concept reflex, la lumière passe à travers l'objectif, puis sur un miroir qui bascule pour envoyer l'image soit vers le viseur soit vers le capteur d'image. L'alternative serait d'avoir un viseur avec son propre objectif, d'où le terme **d'objectif unique** pour ce concept. En utilisant un seul objectif, le viseur présente une image qui ne diffèrera pas beaucoup de celle qui est enregistrée par le capteur d'image." (Wikipedia)

Récemment, de nombreux appareils photo ont commencé à supporter plusieurs fonctionnalités qui sont requises pour faire de la photométrie astronomique. En conséquence, le texte discuté ici peut être applicable à votre appareil photo même si ce n'est pas explicitement un DSLR.

Comme illustré sur la figure 2.1, un appareil photo numérique est constitué d'un ensemble de composants électroniques et optiques qui sont nécessaires pour capturer des images. De nombreux appareils photo modernes digitaux sont fournis avec une pléthore de réglages et d'options de traitement par logiciel, dont la plupart d'entre eux ne sont pas utiles pour la photométrie astronomique.

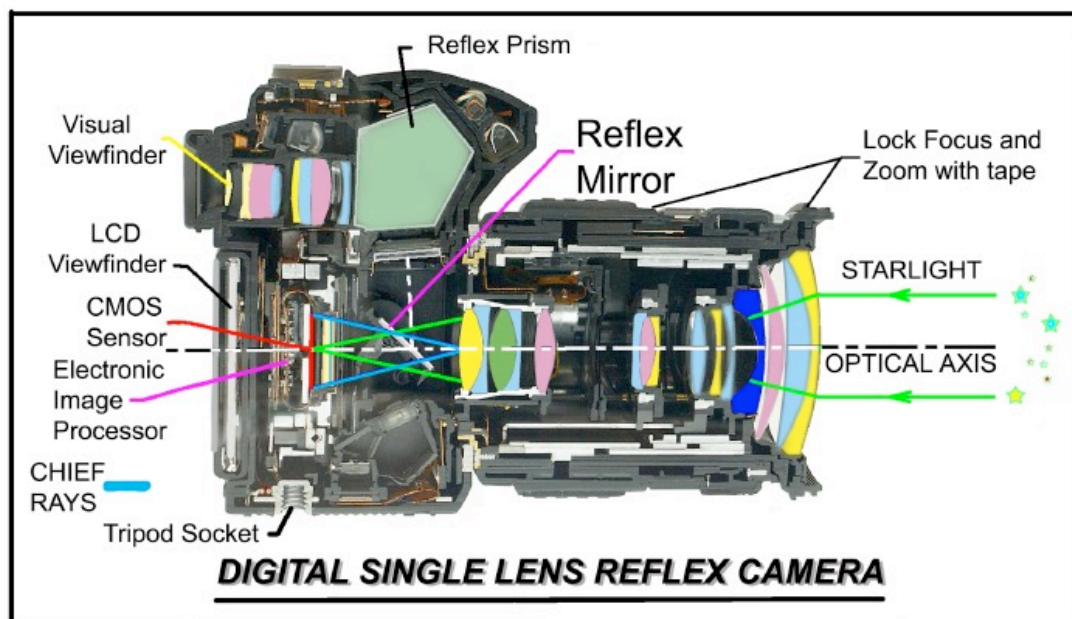


Figure 2.1. Coupe d'un appareil photo numérique montrant les différents composants impliqués.

Actuellement, tous les appareils photos DSLR possèdent des capteurs CMOS (Complementary Metal Oxide Semiconductor), aussi, nous allons nous concentrer sur ce type de dispositif. Pour une discussion sur la technologie des caméras CCD, veuillez voir le *Guide pour la Photométrie CCD de l'AAVSO*.

Les appareils photos avec capteurs *Foveon* (qui disposent de trois couches de pixels spécifiques à chaque couleur au lieu d'un simple plan de pixels de couleurs différentes) ne se rencontrent pas souvent. Si vous désirez en savoir plus sur ces dispositifs, allez sur le forum de photométrie digitale de l'AAVSO.

2.1.1 Chemin optique

L'appareil photo consiste en un objectif fixé sur le devant du corps de l'appareil, un obturateur, plusieurs grands filtres, une zone de micro lentilles, des filtres additionnels, et un détecteur. Les composants optiques qui nous intéressent le plus sont montrés schématiquement dans la figure 2.2. Le premier composant optique est l'objectif. Son but principal est de projeter et de focaliser une image sur le détecteur. Derrière l'objectif, on trouve un diaphragme d'ouverture qui détermine l'ouverture totale, ou la surface de captage de la lumière, de l'objectif. Ces composants sont généralement contenus à l'intérieur du corps de l'objectif lui-même.

A l'intérieur du corps de l'appareil photo, le premier élément rencontré est généralement l'obturateur. La fonction de l'obturateur est de contrôler la lumière qui entre dans l'appareil.

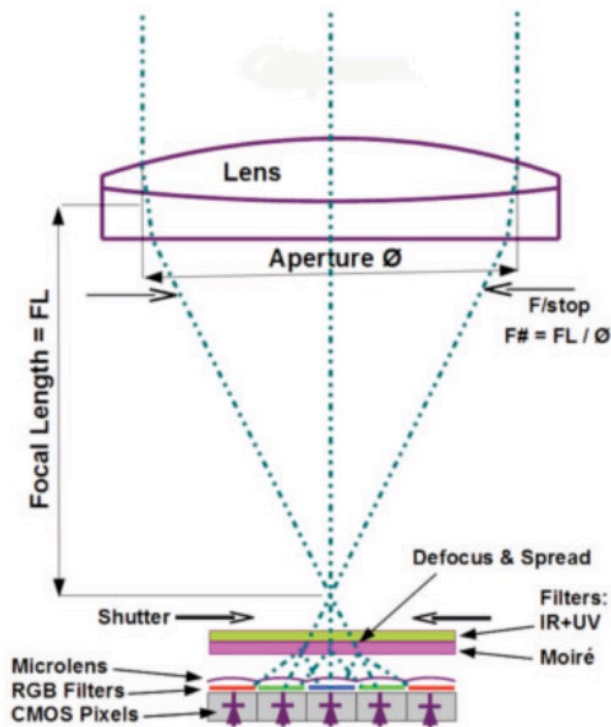


Figure 2.2. Schéma optique typique d'un appareil photo numérique avec un détecteur CMOS et une zone de Bayer RGB. (Roger Pieri)

Derrière l'obturateur, on trouve une série de filtres qui effectuent diverses tâches, comme :

- Un colorant IR qui réduit la sensibilité excessive à la lumière rouge et infrarouge
- Une barrière IR (filtre diélectrique) qui élimine la lumière infrarouge au-dessus de 700 nm
- Une barrière UV (filtre diélectrique) qui élimine la lumière ultraviolette au-dessous de 400 nm
- Un filtre passe-bas qui étale la lumière pour diminuer le motif d'interférence de Moiré causé par la structure de Bayer (réduit légèrement la résolution, et diminue le sous-échantillonnage en photométrie)

Derrière ces filtres et immédiatement en face du détecteur, une zone de microlentilles (collée sur le détecteur) focalise la lumière tombant sur chaque pixel dans la partie la plus sensible, en augmentant le facteur de remplissage du pixel à un niveau proche de 100%.

2.1.2 Détecteurs CMOS

Les détecteurs CMOS DSLR possèdent une zone de filtres colorés, souvent appelée Zone de Bayer, (voir figure 2.3) de pixels rouge, vert et bleu (RGB). Il existe généralement deux jeux de pixels verts. Les filtres RGB sont fabriqués en déposant divers pigments directement sur la surface supérieure de chaque pixel sur le capteur CCD et ne peuvent être ni nettoyés ni enlevés. Chaque pixel est ainsi sensible uniquement à sa propre couleur de lumière.

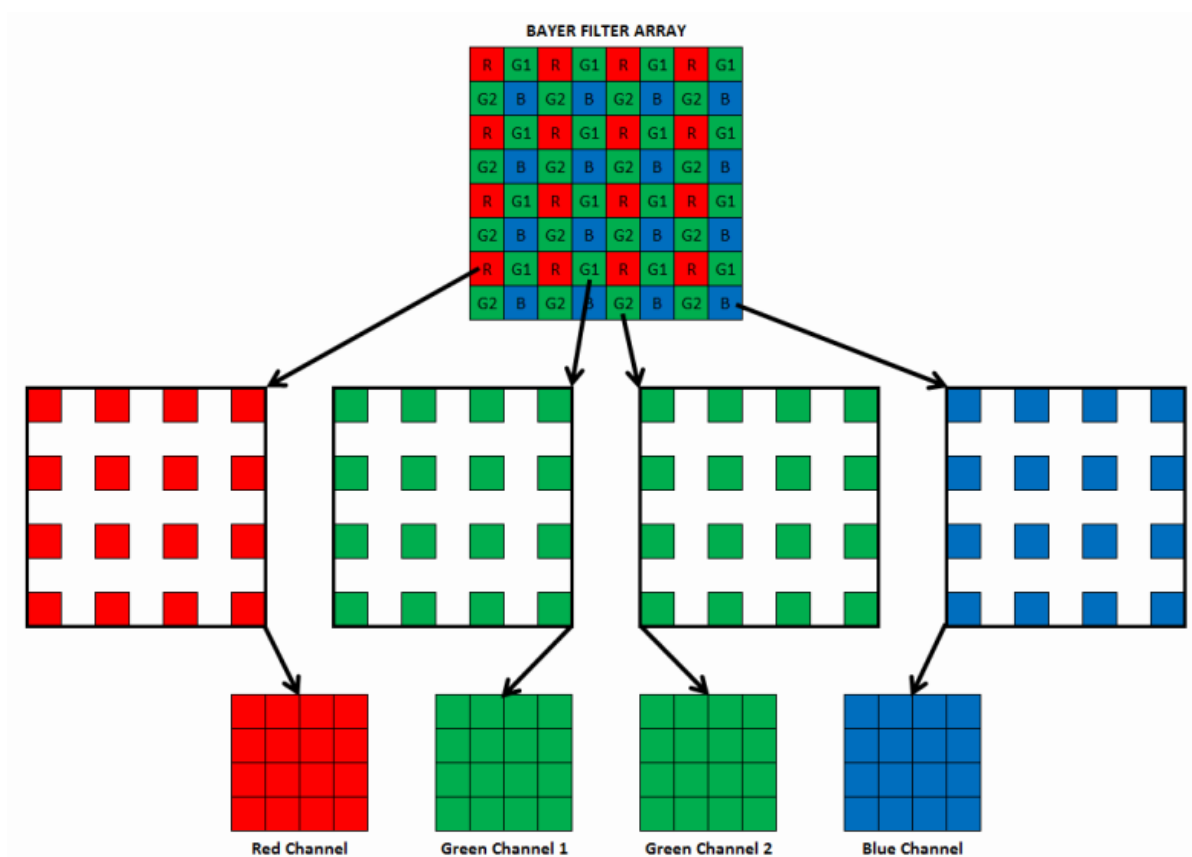


Figure 2.3. En haut : Schéma montrant la disposition typique d'une matrice de filtres colorés de Bayer. **Milieu :** Chaque canal peut être extrait séparément en utilisant un logiciel approprié, notez les espaces entre les pixels. **En bas :** Chaque canal est généralement affiché avec des dimensions moitié de celles de l'image originale, à l'exception de AIP4Win où les pixels manquants sont remplis en utilisant des algorithmes d'interpolation. (Mark Blackford)

L'ordre spécifique des couleurs peut varier selon les fabricants d'appareils photos aussi il est important de déterminer à quel canal dans votre DSLR correspond le rouge, le bleu et le vert.

Traditionnellement en photométrie DSLR, seuls les canaux verts sont utilisés pour estimer les magnitudes de la bande V de Johnson. Cependant, cette conduite ignore l'information contenue dans les canaux Rouge et Bleu qui, dans de nombreux cas, peuvent être utilisés pour mesurer précisément des magnitudes stellaires dans les bandes B de Johnson et R de Cousins, respectivement. Nous reviendrons sur ce point avec plus de détails dans les chapitres suivants.

Il est important de noter que les images DSLR RAW sont des images monochromes et non des images couleur. Le panneau supérieur de la figure 2.4 est une section élargie d'une image RAW d'une étoile défocalisée montrant les pixels individuels et le motif en damier de l'intensité résultante dans la zone de Bayer. Ci-dessous on trouve les images des canaux de couleur individuels extraits de l'image RAW.

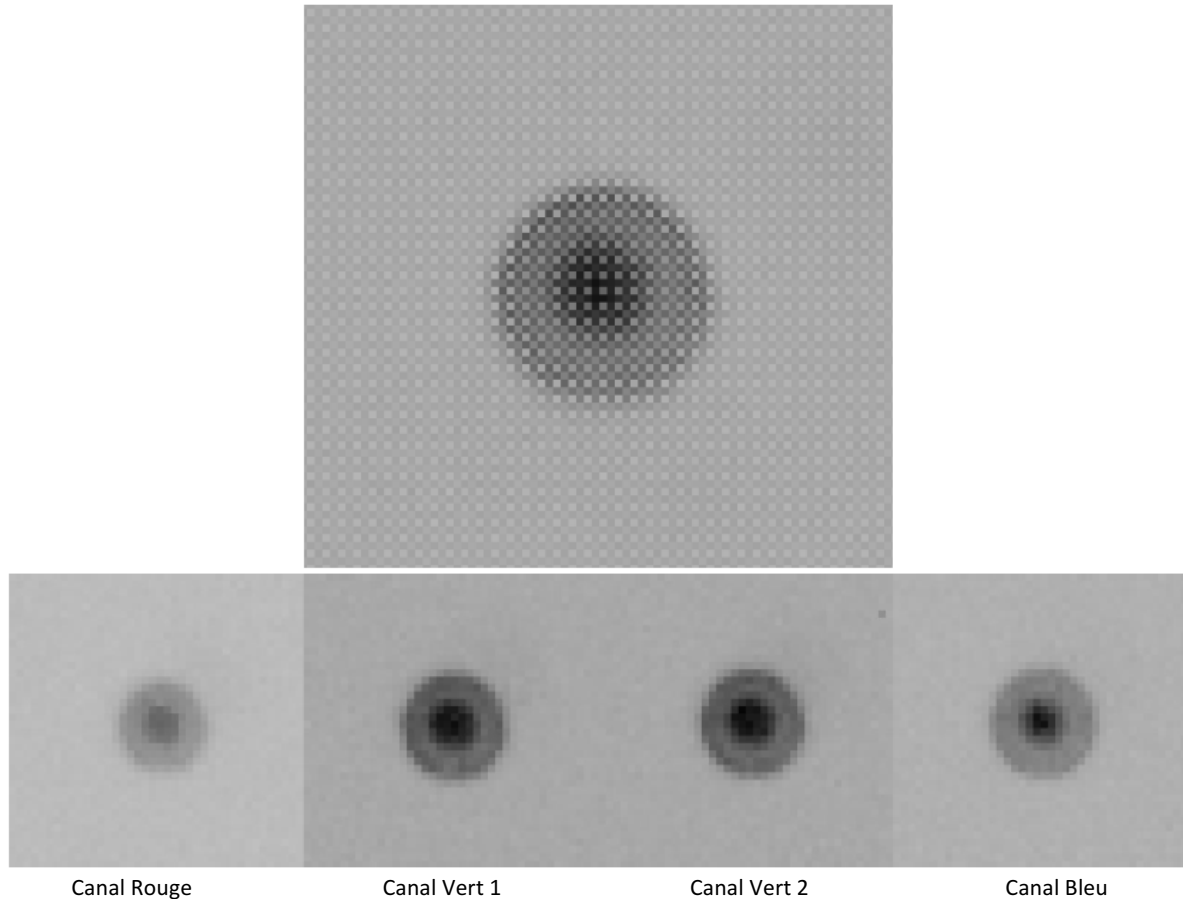
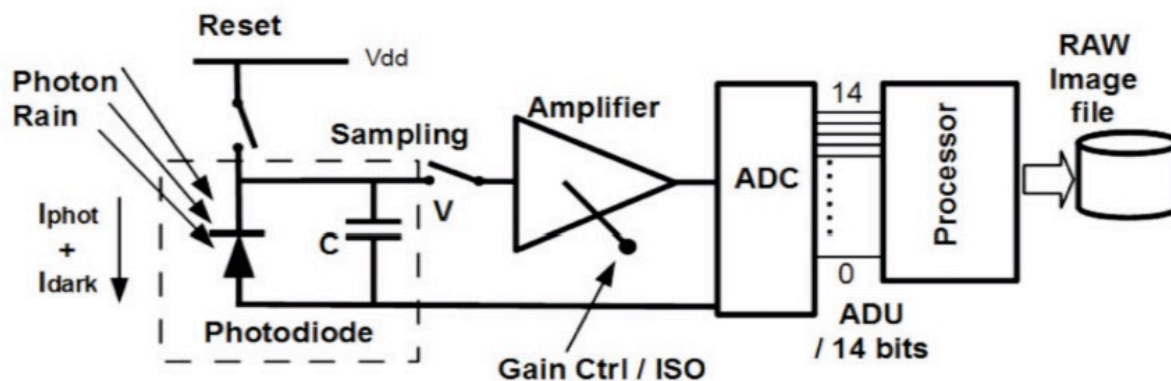


Figure 2.4. En haut : Vue agrandie d'une étoile défocalisée dans une image RAW montrant le motif en damier monochrome dû à la zone de Bayer. En bas : Canaux individuels colorés extraits de l'image RAW. (Mark Blackford).

L'augmentation de voltage d'un évènement photoélectrique simple est minuscule, en conséquence le voltage accumulé est également petit. Pour que ce signal puisse être lu, il est d'abord passé dans un amplificateur avant d'aller vers un convertisseur analogique-digital (ADC). Le réglage de gain de l'amplificateur détermine le niveau "ISO" (mesure de la sensibilité du capteur) qui fait correspondre le signal au niveau fixe du convertisseur. La sortie ADU de l'ADC est proportionnelle au nombre d'électrons collectés par la photodiode de chaque pixel. Lorsqu'elles sont sauvegardées dans un fichier de données brutes RAW, ces valeurs ADU constituent l'information fondamentale utilisée en photométrie digitale. Cette discussion se poursuit plus en détail dans la section 2.4.

La figure 2.5 montre la représentation schématique d'un capteur CMOS. Le capteur lui-même est constitué d'une pastille de silicium sur laquelle la circuiterie CMOS est gravée. L'élément photosensible dans chaque pixel est une photodiode (ou une porte photo MOS). Ces dispositifs fonctionnent par effet photoélectrique, dans lequel un photon qui frappe le capteur génère une paire de trou d'électron. En raison de la construction de la photodiode, l'électron est rapidement extrait du matériau et poussé vers un condensateur voisin. Au début d'exposition, ce condensateur est remis à zéro et son voltage est lu. Pendant l'exposition, chaque photon impactant cause une légère diminution de charge du condensateur. A la fin de l'exposition, le voltage du condensateur est lu une seconde fois.



2.5. Représentation schématique des composants d'un capteur CMOS. (Roger Pieri)

La taille la plus courante de capteur d'appareil photo DSLR est APS-V, qui correspond à 14.9 x 22.4 mm, mais d'autres formats existent aussi dans les appareils qui peuvent être utilisés pour la photométrie : le système 4/3 (13 x 17.3), le format 1" de certains hybrides (8.8 x 13.2), le format 1/1.7" utilisé dans les DSC "expert" (5.7 x 7.6). Le format "pleine image" (24 x 36 mm) existe aussi, mais il n'est pas très répandu, relativement cher et sujet à de plus grands problèmes de vignettage.

2.1.3 Caractéristiques de l'appareil photo à éviter pour la photométrie

Les appareils photo numériques possèdent une pléthore de fonctions additionnelles, dont la plupart sont inutiles et peuvent même être néfastes lorsqu'on effectue des mesures photométriques. Tout d'abord, les images JPEG ne doivent jamais être utilisées en photométrie astronomique. Pour générer une image JPEG, les valeurs ADU brutes (RAW) du capteur sont envoyées à un processeur qui convertit l'image en un espace colorimétrique RGB non linéaire (absolument pas photométrique) puis les compresse en un fichier JPEG. La non-linéarité et la compression entraînent une dégradation significative de la précision des données (d'environ 14000 niveaux de luminosité à un maximum de 256 niveaux) qui interdit toute mesure précise de flux.

Certains appareils photo ont une fonction de dé-bruitage ou d'amélioration d'image qui modifie les données sous-jacentes, en entraînant une dégradation des données photométriques dans le processus. Les fonctions qui mesurent l'illumination d'une scène, et l'autofocus, ne sont d'aucune utilité en photométrie. La fonction d'amplification "en direct" (5x, 10x, etc.) est utile pour focaliser ou dé-focaliser sur une étoile brillante, mais la vue dans le viseur (possible avec un adaptateur à 90°) est souvent plus utile quand on cadre la zone du ciel désirée.

2.2 Objectifs et télescopes

La première étape dans la photométrie digitale est de faire entrer la lumière dans l'appareil photo. La lumière de l'étoile doit être focalisée sur le capteur soit directement par un objectif monté sur l'appareil photo, ou en attachant ce dernier sur un grand téléobjectif ou un télescope. La figure 2.5 montre un assortiment typique d'objectifs.



Figure 2.6. Objectifs variés pour appareil photo numérique.

L'objectif est le premier élément de la chaîne photométrique. Les objectifs peuvent généralement être décrits par deux facteurs : l'ouverture et la longueur focale. La surface de l'ouverture détermine combien de photons peuvent entrer dans le système optique dans une période donnée de temps. Les ouvertures plus grandes collectent davantage de lumière et permettent d'atteindre des objets plus faibles. La longueur focale mesure la façon dont la lumière converge sur le capteur. En combinaison avec la taille du capteur, la longueur focale détermine le champ de vue (FOV) de l'instrument.

Un champ de vue suffisamment grand - la zone du ciel que votre appareil photo peut voir - est nécessaire pour inclure un bon jeu d'étoiles de comparaison en plus de l'étoile objectif. Un objectif de courte longueur focale possède un champ de vue large, aussi, il est bien adapté à la mesure de variables brillantes (les étoiles de comparaison brillantes sont plus éloignées entre elles que les étoiles faibles), et pour capturer de nombreuses étoiles simultanément pour l'analyse en masse. Plus la longueur focale de l'objectif est grande, plus la zone du ciel est réduite, mais plus elle possède de détails. Aussi, pour les étoiles faibles, un objectif de grande longueur focale est nécessaire. Pour un rapport d'ouverture donné, le niveau du fond de ciel est le même pour toutes les longueurs focales, mais la surface d'ouverture et le nombre de photons résultant atteignant le capteur est proportionnel au carré de la longueur focale. En conséquence, en agrandissant fortement, on peut mesurer des étoiles plus faibles car le rapport signal/bruit par rapport au fond du ciel s'améliore beaucoup (Plus d'informations dans le chapitre 4).

Quel objectif faut-il utiliser ? Il existe deux approches pour décider. La première est d'utiliser l'objectif que vous possédez, et de sélectionner les objectifs qui sont compatibles avec votre appareil/objectif. Il existe plein d'étoiles qui ont besoin d'attention, aussi n'importe quelle combinaison

appareil/objectifs peut être utilisée. La seconde approche est de tomber amoureux d'une étoile ou d'un projet particulier, et d'acquérir un ensemble qui corresponde aux besoins du projet choisi. Dans chaque cas, le choix de votre équipement sera un équilibre entre plusieurs paramètres d'objectif. Ces paramètres incluent le champ de vue, l'ouverture, la longueur focale, la magnitude limite, et la durée d'exposition admissible.

Quasiment tous les projets d'étoiles variables avec un appareil photo numérique utilisent la "photométrie différentielle", dans laquelle la luminosité de l'étoile variable choisie est comparée à la luminosité d'une étoile voisine de luminosité constante - "une étoile de comparaison". Pour que cela fonctionne, vous devez avoir à la fois la variable et son étoile de comparaison dans le même champ de vue, et l'étoile de comparaison doit avoir sensiblement la même luminosité que la variable. Si votre variable est brillante (disons, visible à l'œil nu), généralement, vous devrez avoir un champ de vue de quelques degrés (ou plus – peut-être 10 à 30°) pour pouvoir capturer une étoile de comparaison de luminosité comparable dans la même image. Un champ de vue large implique une courte longueur focale, qui, à son tour, est compatible avec les objectifs standards qui sont fournis avec la majorité des kits d'appareil photo numérique.

Si votre variable est faible, vous devez effectuer un compromis entre deux approches pour obtenir une image à signal élevé. Vous pouvez effectuer une exposition longue, ou vous pouvez utiliser un objectif à grande ouverture. Doubler la pose double le nombre de photons que vous pouvez collecter (les autres paramètres restant constants), mais cela peut devenir une approche problématique quand vous vous dirigez vers des objets plus faibles. Vous pouvez être capable de capturer une bonne image d'une étoile visible à l'œil nu (disons de magnitude 5) avec une pose de 10 secondes en utilisant votre objectif standard de 50 mm. Mais aller chercher une étoile de magnitude 10 (qui fournit seulement 1/100 de la quantité de photons équivalente par seconde) nécessitera une pose de 1000 secondes (environ 17 minutes), ce qui signifie que vous devrez suivre précisément la rotation du ciel pendant cette longue pose, et conduit aussi à d'autres challenges.

Un objectif standard de 50 mm à f1.4 possède un diamètre d'ouverture d'environ 35 mm - pas très large ! En adaptant votre appareil photo à un télescope, vous pouvez obtenir un énorme accroissement de l'ouverture. Par exemple, un télescope modeste de 150 mm de diamètre fournira facilement 40 à 100 fois la surface de collecte d'un objectif standard de 50 mm, en accroissant votre portée vers cette étoile de magnitude 10, avec peu d'augmentation de la durée d'exposition. Bien sûr, le télescope est susceptible d'avoir une longueur focale plus longue (disons entre 800 et 1500 mm), et fournira donc un champ de vue étroit. Cela signifie qu'il est possible de ne pas trouver d'étoile brillante à l'intérieur de ce champ de vue (mais il existe une bonne probabilité de trouver quelques étoiles de comparaison faibles - disons de magnitude 10 - dont vous aurez besoin pour votre étoile cible de magnitude 10). Le champ de vue étroit implique la nécessité d'avoir une bonne monture de suivi.

Ainsi, il existe une possibilité pour tout objectif depuis les objectifs à faible focale (étoiles brillantes), en passant par les téléobjectifs (objectifs plus faibles avec des étoiles de comparaison appropriées à moins de quelques degrés) jusqu'aux télescopes (objets faibles avec une ou deux étoiles de comparaison à l'intérieur du champ de vue étroit).

Connaissant la longueur focale de l'objectif et la taille du capteur de votre appareil photo (voir le manuel de votre appareil), vous pouvez déterminer le champ de vue à partir de la table 2.1 ou de

l'équation 2.1. Cette équation est une approximation qui est appropriée pour les capteurs de taille APS-C utilisé avec des objectifs de 50 mm ou plus.

$$\text{Champ (degrés)} = 57 \times \text{taille capteur (mm)} / \text{focale (mm)} \quad [\text{Eq 2.1}]$$

Un moyen pratique pour déterminer directement le champ de vision de l'image d'un champ d'étoiles consiste à utiliser la page web d'Astrometry.net pour identifier les étoiles dans l'image et déterminer la longueur focale sans avoir besoin de fournir d'autre information que l'image elle-même. Actuellement, les images RAW ne sont pas utilisables aussi vous devez convertir l'image en format JPEG, GIF, PNH ou FITS.

Allez sur la page <http://nova.astrometry.net/upload> . Cliquez sur le bouton "Choose File" puis allez sur votre image convertie et sélectionnez-la. Cliquez sur le bouton "Upload File" (cela peut demander un moment selon la taille de votre fichier et votre vitesse Internet). Après quelques secondes, la page change et la page d'état apparaît. Le processus de résolution de la plaque peut durer entre quelques secondes et quelques minutes. Cliquez sur le lien "Go to results page" pour afficher les résultats de la résolution de la plaque (Figure 2.7). Les coordonnées du centre de l'image, la taille du champ de vue, l'échelle en pixel et l'orientation.

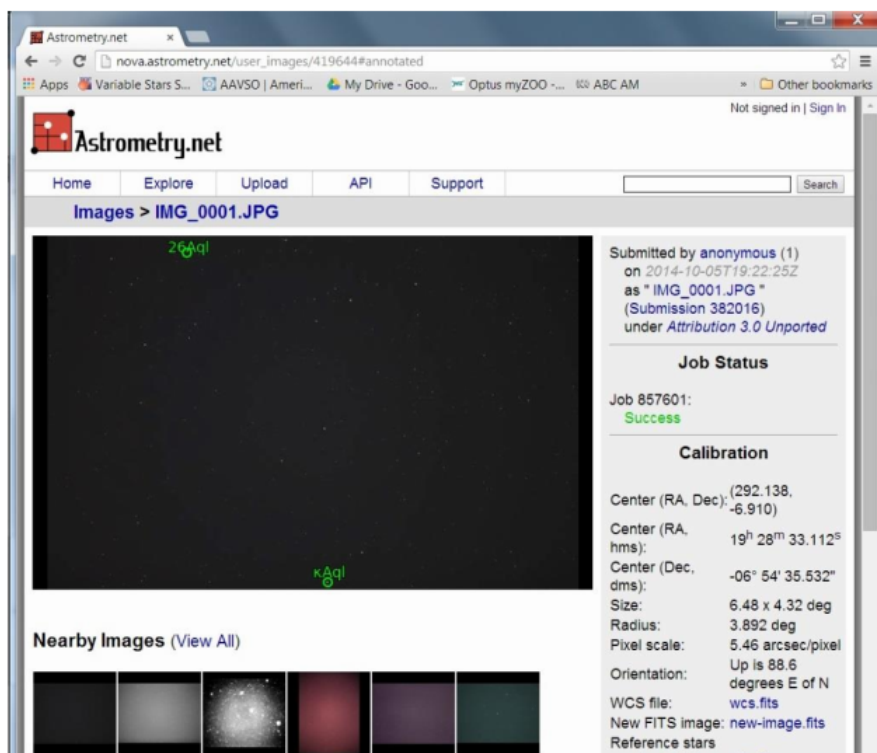


Figure 2.7. Résultats d'Astrometry.net montrant les coordonnées du centre de l'image et le champ de vue déterminé à partir de l'image d'un champ d'étoiles. (Mark Blackford)

La figure 2.8 montre comment la vue d'Orion dépend du champ de vue, aussi vous pouvez déterminer le champ de vue de votre équipement en comparant votre champ à ce diagramme.

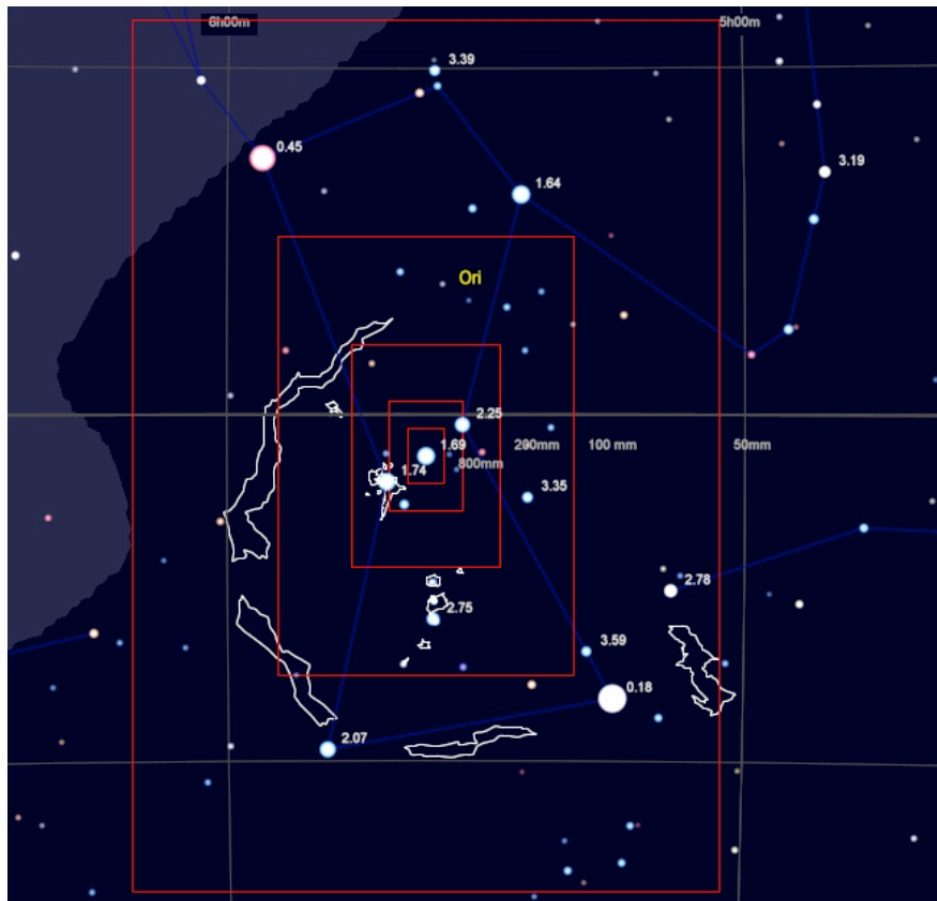


Figure 2.8. La constellation d'Orion utilisée pour déterminer le champ de vision avec différentes longueurs focales. (Roger Pieri)

La table 2.2 montre la surface d'ouverture à $F/4$ pour les longueurs focales et les types de capteurs de la table 2.1. L'énorme écart de flux de photons en fonction du champ de vue et de la taille du capteur peut être vu aisément. Ainsi le diaphragme d'ouverture détermine la possibilité de chaque configuration à accéder et à mesurer un grand intervalle de magnitudes.

Table 2.1. Exemples de longueurs focales nécessaires pour couvrir un champ de vue donné pour des tailles de capteur typiques. (Roger Pieri)

Toutes dimensions en mm	APS-C 14.9 x 22.3	Système 4/3 13 x 17.3	Système 1" 8.8 x 13.2	1/1.7" 5.7 x 7.6	1 2/3" 4.6 x 6.1	Plein cadre 24 x 36
Largeur du champ en degrés	L/H = 1.5 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.5 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.5 x distance focale
64	18	14	11	6	5	29
48	25	19	15	9	7	40
32	39	30	23	13	11	63
24	52	41	21	18	14	85
16	79	62	47	27	22	128
8	159	124	94	54	44	257
4	319	248	189	-	-	515
2	639	496	378	-	-	1031

Cellules jaunes : Objectifs très coûteux, il est préférable d'utiliser un télescope.

Table 2.2. Surface d'ouverture à F/4 pour les longueurs focales et les types de capteurs de la table 2.1. (Roger Pieri)

Toutes dimensions en mm	APS-C 14.9 x 22.3	Système 4/3 13 x 17.3	Système 1" 8.8 x 13.2	1/1.7" 5.7 x 7.6	1 2/3" 4.6 x 6.1	Plein cadre 24 x 36
Largeur du champ en degrés	L/H = 1.5 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.5 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.5 x distance focale
64	16	9	5	2	1	41
48	31	19	11	4	2	80
32	74	45	26	9	6	193
24	135	81	47	16	10	352
16	309	186	108	36	23	805
8	1248	751	437	145	93	3523
4	5004	3012	1753	-	-	13042
2	20030	12055	7018	-	-	52200

Cellules jaunes : Objectifs très coûteux, il est préférable d'utiliser un télescope.

L'objectif de l'appareil photo doit être capable d'être focalisé manuellement ; l'autofocus ne marche pas quand on vise des étoiles. Pour de jolies photos astronomiques, vous voudrez focaliser les étoiles afin d'obtenir des têtes d'épingles, mais pour la photométrie, la plupart du temps, vous devrez défocaliser pour étaler la lumière sur une large région du capteur pour s'assurer d'un échantillonnage adéquat dans chaque canal coloré. Ne soyez pas tentés d'effectuer une focalisation exacte lorsque vous essayez de capturer des objets très faibles car cela introduit des artefacts comme cela est discuté dans la section 5.5.

La seule exception à cela est quand vous utilisez un télescope avec une longueur focale assez longue pour donner des images d'étoiles focalisées avec une **largeur à mi-hauteur** de 8 pixels ou plus (FWHM Full Width at Half Maximum).

Les objets brillants doivent être défocalisés pour permettre un temps d'exposition plus grand qui sans cela donnerait des pixels sursaturés

De nombreux appareils photo sont fournis avec des objectifs Zoom comme les objectifs 18-55 mm à F5 dans la figure 2.6. Ces types d'objectifs sont relativement lents (ont un grand rapport F) et de piètre qualité optique lorsqu'ils sont utilisés à l'ouverture la plus grande. Ils peuvent fonctionner correctement lorsqu'ils sont diaphragmés, mais il est recommandé d'éviter leur usage en photométrie.

Les objectifs zoom de haute qualité (et donc très chers) sont adaptés à la photométrie DSLR si on prend soin d'éviter le glissement du zoom et du foyer qui peuvent se produire quand on les pointe haut vers le ciel. Si le rapport de zoom change pendant la session d'observation, le foyer se décalera et la saturation ou le flou des étoiles peut se produire et l'astrométrie et le compositage des images sera plus difficile. Le décalage peut être dû soit à un effet environnemental comme un changement de température ou un effet physique comme le poids de l'objectif lui-même quand la caméra se déplace depuis une élévation basse vers un autre plus haute. Tous les objectifs peuvent être affectés de façon similaire (vous en apprendrez plus sur cela dans le chapitre d'analyse de l'image). Vous pouvez utiliser du ruban adhésif pour empêcher la longueur focale de varier.

Les objectifs à focale fixe sont recommandés pour la photométrie DSLR car ils possèdent généralement des optiques de meilleure qualité et des nombres f plus rapides que les objectifs zoom de focale comparable.

2.3 Trépieds et montures

L'appareil photo doit être attaché à une sorte de monture pour obtenir des images de bonne qualité ; un appareil photo tenu à la main n'a pas assez de stabilité pour obtenir des images de qualité correcte. Il existe plusieurs façons de monter un appareil photo, un trépied fixe étant la façon la plus simple et la moins chère. Il est aussi possible de monter un appareil photo équipé d'un objectif sur une monture équatoriale - une monture qui suit le mouvement du ciel - ou d'attacher un appareil photo sur un télescope muni d'une monture équatoriale. Cette façon présente l'avantage de laisser votre appareil photo viser exactement le même point dans l'espace au fur et à mesure que le ciel se déplace. Enfin, vous pouvez placer votre appareil photo sur le porte-oculaire d'un télescope. Le choix de la technique est une question de choix personnel et dépend des ressources dont vous disposez. Bien que vous puissiez obtenir des données de bonne qualité avec n'importe laquelle de ces montures, le choix du dispositif définira les objets que vous pouvez observer et la façon de les observer.

Ci-dessous, nous allons décrire les trois principaux types de montures.

2.3.1 Trépied ou autre type de monture fixe

Un trépied consiste en un point de montage standardisé sur lequel un appareil photo ou d'autres instruments d'optique peuvent être attachés. Votre appareil photo possède probablement un petit trou fileté sur son embase dans lequel une vis sur le trépied peut être insérée. Cela fournit le moyen de garder l'appareil photo fixe et pointé exactement vers le même endroit du ciel, sans être sujet à des perturbations (comme le mouvement des bras et des mains). La limitation provient du fait que les étoiles se déplacent dans le ciel à cause de la rotation terrestre. Ceci est acceptable, mais limite les temps d'exposition que vous pouvez utiliser afin que les étoiles ne soient pas filées au-delà des limites que votre logiciel de mesure accepte.

2.3.2 Monture équatoriale

Une monture équatoriale utilise des axes motorisés pour compenser la rotation terrestre en maintenant l'objet dans le champ de l'appareil pendant des périodes de temps variables. Une telle monture remplace généralement la tête fixe d'un trépied. Les montures équatoriales sont souvent utilisées avec les télescopes, en leur permettant de suivre le mouvement du ciel et se suivre le même objet pendant la nuit sans avoir besoin de recentrer constamment le télescope manuellement. Vous pouvez aussi monter un appareil photo numérique ou un autre instrument optique sur les montures équatoriales. Les montures équatoriales ont des contraintes supplémentaires : vous devez disposer d'une source de courant pour alimenter la monture, et vous devez l'aligner sur le pôle céleste afin qu'elle puisse suivre correctement. Cela permet d'observer des objets plus faibles, car plus l'exposition est longue, et plus on collecte de lumière. La table 2.4 donne des exemples de détails d'exposition pour les montures entraînées.

2.3.3 Monture Piggy-back

Une monture Piggy-back attache simplement l'appareil photo à un instrument optique existant, le plus généralement un télescope sur une monture équatoriale. Dans ce cas, votre principal souci est comment attacher votre appareil photo à votre instrument plutôt qu'à une monture. Certains télescopes possèdent des pièces de montage adaptées (soit livrées en standard avec le télescope ou disponibles dans le commerce), mais d'autres peuvent nécessiter de concevoir et de fabriquer sa propre pièce. Dans tous les cas, l'important est que l'appareil photo soit fixé correctement au télescope et qu'il reste en place quand le télescope se déplace. Vous devez aussi prendre en compte le fait qu'ajouter un appareil photo à un télescope modifie son équilibrage, et qu'il est nécessaire de le rééquilibrer.

2.3.4 Petites unités motorisées en ascension droite

Des petites unités spécifiques aux appareils photo existent aussi. Elles ne possèdent pas d'axes de déclinaison mais uniquement un axe motorisé en ascension droite qui suit le mouvement céleste. L'appareil photo avec son objectif est monté sur cette plateforme en utilisant une rotule. L'assemblage peut être pointé dans n'importe quelle direction du ciel et assure le suivi. Ce dispositif ne possède généralement pas de trépied et doit être fixé sur un trépied photo suffisamment solide. Cette solution marche bien pendant quelques minutes avec un objectif pas un télescope. Son coût est plus bas que celui d'une monture de bon niveau mais l'équipement est léger et plus facile à transporter et à mettre en station. Une solution à très bas coût est une monture "porte de grange" traditionnelle. Elle est constituée de deux plaques de contreplaqué reliées par une charnière de porte contrôlée par une vis qui est tournée soit manuellement ou en utilisant un petit moteur à réduction. L'appareil photo est monté sur une des plaques par l'intermédiaire d'une rotule. L'axe de la charnière est pointé vers le Pôle. Une dernière solution consiste à utiliser une monture équatoriale d'entrée comme l'EQ1 et de l'équiper avec un moteur pas à pas : elle fonctionne jusqu'à 60-90 secondes avec une longueur focale de 200 mm. Son coût avoisine les 150€. Cet assemblage est léger, très facile à transporter et peut être mis en station en quelques minutes.

2.3.5 Monture motorisée alt-azimutale contrôlée par ordinateur

Un certain nombre de fabricants proposent des montures alt-azimutales motorisées contrôlées par ordinateur qui seraient utilisables pour la photométrie DSLR à l'aide d'objectifs de courte à moyennes focales. Ces montures permettent une acquisition d'objets facile et un suivi après un processus initial

simple d'alignement. La rotation du champ limitera le temps d'exposition utile à probablement moins d'une minute, selon la déclinaison de l'objet, mais cela constituera un temps significatif plus long qu'avec une monture non entraînée.

2.3.6 Avertissement

N'importe laquelle de ces montures vous permet d'obtenir des données de bonne valeur scientifique, mais son utilisation sans entraînement – soit une monture trépied ou une monture équatoriale sans entraînement ou sans alignement polaire correct – limitera son utilisation à des poses plus courtes, généralement moins de 5 à 20 secondes (Table 2.3) pour éviter d'avoir des trainées sur l'image. Si les trainées sont trop longues, les pixels supplémentaires du fond de ciel dans l'ouverture photométrique augmenteront le bruit et diminueront le rapport signal/bruit. Cependant, il existe des logiciels qui fournissent une ouverture photométrique allongée qui peut s'adapter à la trainée et donner des résultats supérieurs en particulier si l'étoile est brillante. Une autre limite des trainées longues (ou défocalisées) est le risque de mélange des étoiles, en particulier si une courte longueur focale est utilisée.

La section suivante donne des lignes directrices pour les temps d'exposition basées sur les optiques d'appareil photo et aussi sur l'utilisation de monture fixe (sans guidage) ou de montures équatoriales avec guidage.

2.4. Réglages de l'appareil photo

2.4.1 Mode Manuel

Il existe de nombreux réglages sur votre appareil photo, dont vous n'utiliserez pas la plupart. Il existe aussi de nombreux modèles différents d'appareil photo, aussi vous devrez vous reporter à votre manuel pour trouver les réglages suivants, beaucoup d'entre eux par l'intermédiaire d'une série de menus. Votre but est de simplifier l'appareil photo, de déconnecter tous les sons, et de simplement collecter l'image brute RAW. La première étape consiste à régler le sélecteur de mode sur "M" pour obtenir le contrôle manuel du temps d'exposition et du réglage d'ouverture, décrit ci-dessous.

2.4.2 Choix du diaphragme

L'étape suivante consiste à choisir un rapport d'ouverture approprié. Le rapport d'ouverture est le nombre égal à la distance focale de l'objectif divisé par le diamètre de l'ouverture. Plus le rapport d'ouverture est bas, et plus de lumière pénètre, mais quelquefois, il existe des défauts de l'objectif qui peuvent être diminués en évitant le rapport d'ouverture le plus bas. En règle générale, vous désirez collecter le plus de lumière, aussi votre rapport d'ouverture doit être un petit nombre, comme F/2 ou F/4. Si vous allez au-dessus de F/7, vous êtes allé probablement trop loin.

2.4.3 ISO

Vous trouverez un réglage ISO sur votre appareil photo : cela détermine l'amplification de la sortie du capteur. Un nombre ISO plus élevé est utile quand on capture des étoiles faibles, mais avec une étoile brillante, un nombre ISO élevé augmente le risque de saturation, qui se produit quand un pixel du capteur reçoit plus de photons qu'il ne peut en compter. D'un autre côté, un nombre ISO faible évite le problème de saturation et permet la mesure d'un intervalle plus grand de luminosité. Un nombre ISO de 100 à 200 est généralement recommandé pour les étoiles brillantes. Des nombres ISO

plus élevés peuvent être nécessaires pour des étoiles plus faibles, selon l'ouverture, le temps d'exposition et le nombre de pixels illuminés par la lumière de l'étoile.

Comme mentionné ci-dessus, la sortie ADU de l'ADC est proportionnelle au nombre d'électrons collectés par la photodiode de chaque pixel. Le facteur de calibration e^-/ADU est inversement proportionnel au nombre ISO. Pour les appareils photo APS-C possédant un ADC sur 14 bits, le facteur de calibration idéal d'un électron par ADU est atteint entre ISO 100 et 300, selon la taille du pixel. En dessous de cet intervalle ISO, l'incrément de donnée le plus fin (quantification) est de 1 bit sur l'ADC pour plusieurs électrons détectés, aussi la sensibilité est perdue. Ce régime de quantification permet une précision photométrique et un intervalle dynamique sous un régime de flux élevé (quand le condensateur peut être rempli par les électrons) la plus élevée possible, mais la détection est limitée à une paire d'électrons. Sur les appareils photo modernes, la sortie du convertisseur est généralement une valeur sur 14 bits, qui peut inclure un changement de codage (par exemple, 1024 ou 2048 pour les appareils Canon). Ainsi, parmi les 16384 valeurs possibles représentées par un nombre sous 14 bits, seulement environ 14000 sont utilisables. A ISO 400 et au-dessus, la sortie ADC enregistrera tout électron collecté par la photodiode. Ainsi, le nombre total d'électrons lisibles est altéré (proportionnellement au nombre ISO) par la façon dont l'intervalle dynamique possible et le rapport signal/bruit sont altérés. La figure 2.7 montre la linéarité électronique et la saturation pour le canal vert du Canon 450D à divers réglages ISO.

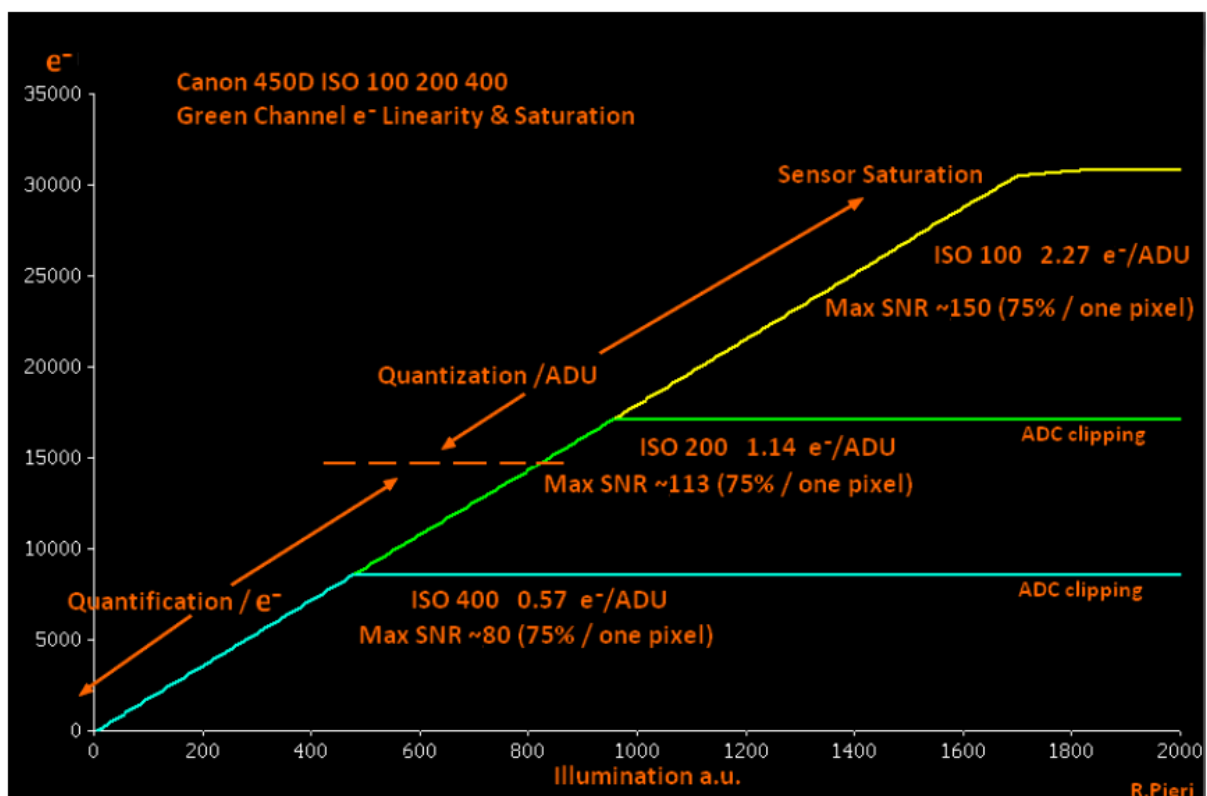


Figure 2.9. Linéarité électronique et saturation pour le canal Vert du Canon 450D à divers réglages ISO.

Jusqu'à présent, nous avons supposé que seuls les photons stellaires étaient mesurés par l'appareil photo, mais cela est en fait une simplification. La sortie RAW mesurée par l'ADU est proportionnelle au comptage photonique de l'étoile, plus le fond du ciel, plus d'autres sources de bruit. Le bruit provient des fluctuations intrinsèques de la source, de la scintillation de l'atmosphère, et des circuits

électroniques de l'appareil photo. En particulier, certains ADUs mesurés proviennent du courant d'obscurité causé par les électrons générés thermiquement dans la photodiode. La plupart du temps, la contribution du courant d'obscurité peut être atténuée en prenant une série d'images du noir (images réalisées quand aucune lumière ne pénètre dans le système) qui seront soustraites de la sortie RAW. Le bruit d'amplification aléatoire et le bruit de grenaille issu du courant moyen d'obscurité contribuent aussi au signal mesuré. Ces termes sont discutés dans le chapitre 4.

2.4.4 Temps de pose

Maintenant, vous réglez le temps d'exposition afin de pouvoir prendre des images d'une durée d'au moins plusieurs secondes. La totalité du temps que vous choisissez dépend de plusieurs facteurs, comme la luminosité de l'étoile, le rapport d'ouverture, le réglage ISO, et si vous voulez éviter le filé des étoiles. Si l'étoile est faible, vous devez exposer suffisamment de temps pour mesurer précisément la luminosité. Si l'étoile est brillante, une exposition longue risque d'entraîner une saturation. Du fait qu'un rapport d'ouverture bas permet à davantage de lumière d'entrer, il permet également une pose plus courte. Quand le réglage ISO est abaissé, le temps d'exposition nécessaire augmente. Si votre appareil photo est monté sur un trépied, les temps d'exposition sont limités à 5-20 secondes (table 2.3) pour éviter de longues trainées d'étoiles. Si votre appareil photo est sur une monture entraînée, vous pouvez aller jusqu'à 60 secondes avant de vous soucier de la luminosité du fond du ciel ou de la précision de l'entraînement. Pour des poses longues, vous pouvez avoir besoin de régler le temps d'exposition sur "BULB" et utiliser un déclencheur souple pour actionner l'obturateur. Vous pouvez choisir de prendre des images multiples avec un temps d'exposition identique puis de les combiner avec une procédure logicielle appelée "empilage". L'exposition combinée des images empilées doit totaliser au moins 60 secondes pour moyenniser correctement la variabilité du signal due à la scintillation. Le temps d'intégration est fonction du niveau de précision photométrique désiré pour l'observation, de la turbulence du ciel, et de l'ouverture de l'instrument. La scintillation est forte avec une petite ouverture, et s'amenuise au fur et à mesure que l'ouverture s'accroît. C'est une autre conséquence de la turbulence de l'atmosphère.

Les tables 2.3 et 2.4 donnent la magnitude la plus faible atteignable sous un ciel excellent, au zénith, avec un réglage de 400 ISO, en utilisant diverses optiques au maximum d'ouverture, avec et sans entraînement en ascension droite. Le temps d'exposition correspondant et le niveau de saturation sont donnés pour une ouverture photométrique de 25 pixels à ISO 400 et 100. Un écart dynamique plus grand peut être atteint en utilisant une défocalisation plus grande.

Il faut noter que, bien que les étoiles puissent être enregistrées dans une image à la magnitude limite indiquée, le rapport signal sur bruit (SNR) sera extrêmement bas. La photométrie de telles étoiles est sujette à de grosses erreurs et doivent être uniquement tentée si des poses plus longues ou des instruments à plus grande ouverture ne sont pas disponibles. Le compositage de plusieurs images augmentera le SNR aux dépens de la résolution temporelle.

Table 2.3. Exemples d'exposition pour une monture trépied fixe.

Optiques sur montures non entraînées	Distance focale (mm)	F/D	Taille de l'ouverture (mm ²)	Exposition maximale ¹	Magnitude limite	Magnitude de saturation à ISO 400	Magnitude de saturation à ISO 100	Champ de vue ² (degrés)
Zoom 18-55 / 3.5-5.6	55	5.6	76	20 s	8	5.1	3.7	15.3 x 22.8
Zoom 70-300 / 4-5.6	70	4	240	16 s	9	6.2	4.8	12 x 18
Télé 200 mm F4	200	4	1963	5.5 s	10	7.3	5.9	4.24 x 6.36
Zoom 70-300 / 4-5.6	300	5.6	2254	3.7 s	10	7.1	5.7	2.8 x 4.2
Réfracteur 400 mm F5	400	5	5026	2.7 s	10.5	7.6	6.2	2.1 x 3.2

Table 2.4. Exemples d'exposition pour une monture trépied fixe.

Optiques sur montures entraînées	Distance focale (mm)	F/D	Taille de l'ouverture (mm ²)	Exposition maximale ¹	Magnitude limite	Magnitude de saturation à ISO 400	Magnitude de saturation à ISO 100	Champ de vue ² (degrés)
Télé 200 mm F4	200	4	1963	60 s	13	9.9	8.5	4.24 x 6.36
Zoom 70-300 / 4-5.6	300	5.6	2254	60 s	13	10	8.6	2.8 x 4.2
Réfracteur 400 mm F5	400	5	5026	60 s	14	10.9	9.5	2.1 x 3.2
Newton 800 mm F4	800	4	31416	60 s	16	12.9	11.5	1 x 1.6

2.4.5 Formats de fichiers

L'appareil photo numérique offre divers formats de fichier. Celui requis pour la photométrie est le format RAW, qui enregistre directement ce que le capteur a détecté et qui n'inclut pas de traitement ni de compression par l'appareil photo. Ce format nécessite une énorme quantité de mémoire de stockage, mais toute cette information est nécessaire pour une photométrie précise.

Alors que JPEG est un format plus courant pour les photographes, il ne préserve pas l'information que l'univers a laborieusement délivrée au capteur de notre appareil photo. Il est recommandé d'éviter le mode combiné RAW+JPEG qui existe sur de nombreux appareils photo. La sortie JPG nécessite beaucoup de travail de la part du processeur (réduction du bruit, diverses corrections internes de l'appareil, de-Bayer, sRGB...). Il utilise beaucoup d'énergie de la batterie et génère de la chaleur qui augmente de courant d'obscurité.

1 Trainée de 15 pixels de 5,2 μ à la déclinaison 0°. La moyenne de la scintillation de l'étoile nécessite un temps total d'intégration de 60 s, ainsi plusieurs images doivent être empilées ou moyennées pour atteindre des séries de 60 s. Effectuer plusieurs séries (5 ou plus) permet une analyse statistique assez bonne : il est important d'optimiser les réglages.

2 Taille du capteur APC-S

La magnitude limite est la magnitude de l'étoile la plus faible mesurable avec une incertitude instrumentale de 0,05 magnitude dans une ouverture photométrique d'au moins 25 pixels, dans une image. L'incertitude globale sera supérieure, selon l'état du ciel.

La magnitude de saturation est la magnitude à laquelle au moins un pixel atteint 75% du niveau de saturation.

Il y a d'autres réglages sur votre appareil photo qui sont indésirables en photométrie. Toute fonction qui implique le traitement de l'image par l'appareil, comme la réduction du bruit, doit être évitée. Vous désirerez aussi diminuer la luminosité de l'écran LCD (et même l'éteindre) pour préserver votre vision de nuit et la durée de vie de la batterie. Les auteurs de ce guide ne peuvent connaître tous les réglages qui peuvent être disponibles sur votre appareil photo, mais dans le doute, choisissez celui qui semble ne pas faire de fantaisie.

Chapitre 3 : vue d'ensemble du logiciel

Après votre dispositif d'imagerie, les ordinateurs et logiciels sont les parties les plus importantes dans la photométrie DSLR. De nombreux aspects de planification des observations, d'acquisition et de calibrage des images, de mesure, d'analyse, et de rapports des résultats sont facilités par l'utilisation d'un logiciel approprié. Il existe de nombreuses options commerciales et libres disponibles, avec de nouvelles offres apparaissant occasionnellement sur le marché. Certains effectuent des tâches multiples, pendant que d'autres sont plus spécialisés. Aucun progiciel ne fait tout ce que vous pourrez faire avec une petite suite de programmes, chacun étant dédié à une tâche spécifique à l'intérieur de votre flux de travail.

Comme un logiciel évolue constamment, ce manuel ne fournit pas de conseils pour aucun progiciel. Au lieu de cela, nous fournissons une vue d'ensemble de haut niveau des caractéristiques dont vous aurez besoin, désirerez probablement, et pourrez être capable d'utiliser dans une suite de réduction photométrique. Si vous avez besoin d'un tutoriel pas à pas pour un progiciel particulier, voyez les tutoriaux de photométrie avec appareil photo numérique sur le site web de l'AAVSO (www.aavso.org/dslr-observing-manual).

3.1. Besoins minimaux d'un logiciel de photométrie DSLR

Quand on considère un logiciel pour la photométrie DSLR, il y a quatre composants clés que le logiciel doit effectuer : ouverture d'images RAW, application d'images bias/flat/dark, extraction des canaux de couleur individuelle, et analyse photométrique. Il n'existe pas de programme unique "correct", et vous pouvez être amené à utiliser plusieurs programmes pour effectuer ces étapes. Dans les prochains paragraphes, nous discuterons chacune de ces étapes en détail.

3.1.1 Support du format RAW de votre appareil photo

Comme décrit dans le chapitre précédent, pour extraire des mesures photométriques précises de votre image, il est impératif que les valeurs des données brutes RAW de votre appareil photo restent inaltérées par tout traitement intégré. En conséquence, votre logiciel de photométrie doit être capable de lire et de manipuler le format RAW que fournit votre appareil photo. Il n'existe pas de format RAW universel : Canon utilise les fichiers CRW et CR2 alors que Nikon utilise les fichiers NEF. D'autres fabricants d'appareil photo utilisent quelque chose de différent.

Quand vous achetez un logiciel (ou un nouvel appareil photo), gardez à l'esprit que quand un nouvel appareil est commercialisé, cela peut prendre plusieurs semaines ou mois avant que le logiciel de traitement et de photométrie soit mis à jour pour lire le nouveau format RAW. Vous devez vérifier que le support pour votre appareil photo est présent en consultant le site web de l'éditeur du logiciel.

3.1.2 Calibrage d'image intégré (application d'images bias, flat, et dark)

Comme cela est expliqué dans le chapitre suivant, une série d'images de calibrage doit être prise en plus de vos images d'objets. Ces images bias, flat et dark caractérisent les décalages constants, l'éclairage inégal causé par vos optiques, et les pixels chauds (ou autres non-linéarités) du capteur de votre appareil photo. Pour obtenir une estimation précise de l'intensité des étoiles, ces effets doivent

être retirés. Ainsi, votre logiciel ne doit pas seulement lire et afficher les images, mais aussi être capable d'appliquer ces images de calibrage à vos images d'étoiles.

3.1.3 Extraction des canaux de couleur individuels

Comme décrit dans le chapitre précédent, la zone de filtres de couleur de Bayer sur les capteurs d'appareil photo numérique permet à l'information rouge, verte et bleue d'être enregistrée simultanément dans la même image. Chaque couleur est dite être dans un canal ou un plan séparé. Votre logiciel de photométrie doit être capable de séparer les images RAW en images individuelles rouge, verte et bleue. Il existe en réalité deux canaux verts et un logiciel, AIP4Win, par exemple les combine en une image. Un autre logiciel, MaxIm DL, par exemple, traite chaque canal vert séparément. Actuellement, la plupart des logiciels extraient un canal de couleur à la fois, aussi il peut être nécessaire de répéter le processus d'extraction si les trois couleurs sont d'intérêt.

De nombreux programmes populaires de photométrie incluent la possibilité d'extraire les canaux de couleur du fichier image RAW (par exemple, MuniWin, IRIS, AIP4Win, MaxIm DL). Avec ceux-ci, vous pouvez utiliser un seul programme pour extraire le canal Vert, effectuer le calibrage de l'image, et effectuer l'analyse photométrique. Quelques programmes populaires de photométrie ne gèrent pas les fichiers RAW des appareils photo numériques (par exemple, MPO Canopus, VPhot), ou n'ont pas la possibilité d'extraire individuellement les canaux de couleur de votre image RAW. Si vous aimez les outils de photométrie de l'un d'entre eux, vous devez d'abord extraire les canaux Verts et convertir l'image monochrome dans le format FITS que MPO Canopus et VPhot reconnaissent.

La plupart des programmes produisent des images couleur extraites qui sont plus petites que l'image RAW (par exemple, une image RAW de 5200 x 3460 pixels donne une image verte extraite de 2600 x 1730 pixels). AIP4Win, cependant, interpole combien de lumière rouge, verte et bleue serait tombée sur chaque pixel de l'image. Il effectue cela, en regardant, par exemple les pixels verts voisins et en interpolant combien de lumière verte serait tombée sur les pixels rouge et bleu. Ainsi les images extraites ont la même taille que l'image RAW. Plusieurs méthodes d'interpolation sont disponibles et il est important de sélectionner l'option bilinéaire pour obtenir la plus grande précision.

NOTE : selon le logiciel que vous utilisez, les canaux de couleur peuvent devoir être extrait avant d'être calibrés. Il est très important de ne pas mélanger les images de calibrage pour les différents plans colorés.

3.4.1 Analyse photométrique

L'analyse photométrique est la mesure de l'intensité de la lumière en provenance d'une étoile qui frappe le capteur. Chaque programme possède sa propre méthode spécifique pour prendre cette mesure, mais elles nécessitent toutes généralement que l'utilisateur sélectionne le rayon (en pixels) d'un cercle à mesurer autour de l'objet et des étoiles de comparaison. Chaque programme dispose de ses propres commandes pour effectuer cette mesure, mais ils utilisent tous une "ouverture de mesure" et une "ouverture de ciel". L'ouverture de mesure est une petite région circulaire (ou carrée) entourant l'étoile. Le logiciel compte le signal total à l'intérieur de l'ouverture de mesure. Ce total inclut les photons de l'étoile, plus les photons du fond du ciel. L'ouverture du ciel est généralement un anneau qui entoure l'ouverture de mesure et qui ne contient pas d'étoile. Le logiciel utilise le signal mesuré dans l'ouverture de ciel pour soustraire le fond du ciel au signal de l'étoile à l'intérieur de l'ouverture de mesure. Cette procédure est appelée "photométrie d'ouverture". De nom-

breux programmes permettent à cette procédure d'être traitée par lots (voir les dossiers ci-dessous sur les scripts et traitements par lots), ce qui simplifie énormément et accélère l'analyse si de multiples images sont impliquées.

3.2 Caractéristiques utiles de logiciel

Voici quelques caractéristiques supplémentaires rencontrées dans certains logiciels de photométrie qui rendent le traitement des images plus performant. Aucune n'est indispensable, mais elles rendent le travail plus aisé.

3.2.1 Traitements par lots des images

Pour supprimer la corvée de traiter manuellement chaque image individuellement, la plupart des observateurs désirent traiter rapidement des lots entiers d'images en une seule étape. Selon votre technique d'acquisition et les propriétés de l'étoile objet, vous pouvez vouloir prendre des douzaines ou des centaines d'images du même champ. Et vous devrez aussi prendre des images de calibrage multiples. Traiter toutes ces images une par une ruinerait rapidement tout plaisir dans la photométrie DSLR, aussi, ce que vous désirez est le traitement par lots : effectuer une opération de traitement d'image sur un lot de fichiers.

3.2.2 Scriptabilité

Même préférable au traitement par lots, un script vous permet de combiner plusieurs opérations en un flot de travail configurable. Certains progiciels définissent un langage de programmation simple pour autoriser l'utilisateur à écrire des scripts (par exemple, IRIS), d'autres utilisent une interface utilisateur graphique (GUI) pour définir le flux de travail interactivement puis de l'appliquer à des jeux de fichiers (par exemple, Fistwork). Ceci est une particularité avancée qui est seulement offerte par certains progiciels, en particulier ceux utilisés par les astronomes professionnels. Les débutants ne doivent pas trop s'ennuyer avec les scripts et effectuer leur flux de travail manuellement au départ, mais les observateurs expérimentés trouveront ces caractéristiques très utiles pour accroître la productivité et éviter la frustration de répéter des tâches triviales encore et encore. Quand on sélectionne un progiciel, assurez-vous que vous aurez la possibilité ultérieure d'utiliser les scripts, bien qu'initialement, vous ne l'utiliserez pas pendant l'apprentissage.

3.2.3 Alignement et empilage

Un moyen facile d'améliorer le rapport signal/bruit de vos images et/ou d'atteindre des objectifs plus faibles consiste à aligner et empiler (c'est-à-dire ajouter ensemble ou moyenner) les images. De nombreux progiciels peuvent aligner et empiler des photos bien que la procédure pas à pas soit légèrement différente. En général, le logiciel devra d'abord enregistrer chaque image en identifiant plusieurs étoiles communes à chaque image. Dans la phase d'alignement, les images sont ensuite tournées et déplacées pour assurer l'alignement des étoiles dans les images successives. La phase d'empilage calcule ensuite les valeurs médianes ou moyennées de chaque pixel des images dans la pile. L'image finale est le résultat de ces valeurs de pixel empilées.

La portion de bruit du contenu de chaque pixel n'est pas constante mais fluctue autour d'une valeur moyenne et peut changer d'une image à l'autre. En empilant les images, le rapport signal/bruit tend à s'améliorer. Cela en raison du fait que l'addition de plusieurs mesures entraîne à la fois l'accroissement du signal et du bruit en termes absolus, mais le bruit, étant aléatoire, croît plus lentement que

le signal. Pour les régions sans étoiles dans l'image empilée, le résultat sera des valeurs de pixel proches d'un niveau de fond de ciel constant (proche de zéro pour des poses courtes dans un lieu sombre) et une dispersion réduite comparée aux images individuelles. Dans le cas des étoiles, les pixels ne changeront pas beaucoup d'une image à l'autre, aussi le résultat de l'alignement et du processus d'empilage réduira le bruit tout en laissant les étoiles inchangées.

Comme chaque programme a un jeu spécifique d'étapes à effectuer pendant l'alignement et l'empilage des images (et parce que de nouvelles versions du logiciel peuvent avoir une procédure légèrement différente), les étapes spécifiques n'ont pas été incluses dans ce manuel, mais des exemples peuvent être trouvés dans la section DSLR du site web de l'AAVSO.

3.2.4 Contrôle par l'ordinateur de la focalisation et de l'acquisition de l'image.

L'acquisition de l'image peut être contrôlée par logiciel quand l'appareil photo est connecté à un ordinateur par un câble USB (utilisé normalement pour télécharger les images de la carte mémoire de l'appareil photo). Canon fournit le programme EOS Utility avec leur appareil photo. D'autres fabricants d'appareil photo fournissent un logiciel similaire, soit gratuitement, ou à un coût supplémentaire. Des logiciels de tierce partie sont aussi disponibles, comme Backyard EOS et MaxIm DL, parmi d'autres.

Un tel logiciel facilite grandement le cadrage de l'objet, en réglant un montant approprié de défocalisation et de temps d'exposition. Vous pouvez rapidement vérifier le cadrage de l'objet et des étoiles de comparaison en acquérant une image et en l'affichant sur l'ordinateur. Si nécessaire, le pointage de l'appareil photo peut être ajusté avant que la capture des images ne commence. L'image peut aussi être mesurée pour s'assurer que les étoiles intéressantes ne sont ni sous-exposées ni surexposées, et la durée de l'exposition peut être ajustée en conséquence.

L'autofocus ne marche pas sur un ciel nocturne et doit être désactivé. En fait, pour la photométrie, l'image doit être légèrement défocalisée (voir le chapitre d'acquisition de l'image). Régler l'objectif sur la marque de l'infini (∞) est peu probable d'être adapté, en particulier si vous utilisez un objectif zoom. La focalisation manuelle peut prendre beaucoup de temps et un contrôle par logiciel est souhaitable. Backyard EOS est un programme qui fait cela avec les objectifs électroniques Canon. D'autres logiciels peuvent être disponibles pour des appareils photo spécifiques.

Backyard EOS automatise aussi l'acquisition d'image, comme d'autres programmes. Cela est particulièrement utile quand des images multiples d'un champ sont requises pour un empilage ultérieur ou pour enregistrer des étoiles variant relativement rapidement, comme des binaires à éclipses. Le logiciel peut être programmé pour obtenir une série d'images à des intervalles de temps spécifiques.

MaxIm DL est un progiciel d'acquisition et d'analyse puissant avec les dispositifs CCD et DSLR. Cependant, à la différence de la plupart des logiciels d'acquisition, MaxIm DL sauvegarde les images au format FITS [voir section 3.2.6], et non dans le format natif RAW de l'appareil photo. Ce n'est pas un problème car FITS est le format de fichier d'entrée habituel pour les logiciels de photométrie.

3.2.5 Dépouillement automatique des plaques (astrométrie)

Le dépouillement des plaques est le processus d'identification automatique des étoiles détectables dans une image, par cross référence avec un catalogue d'étoiles. Si vous avez préparé votre session d'observation en regardant des cartes de chercheur en premier (comme vous le devriez), vous ap-

prendrez bientôt comment identifier l'objet et les étoiles de comparaison manuellement sans l'aide du dépouillement de plaques automatique. Mais pour certaines techniques avancées comme la photométrie automatique, ou quand vous pensez que vous avez remarqué un changement de luminosité dans une des étoiles de votre champ qui ne pourrait ne pas faire partie de votre observation originale, le dépouillement de plaques peut s'avérer utile. Certains progiciels avancés comme MPO Canopus (<http://www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm>) utilisent même cela pour identifier automatiquement les étoiles variables (ou les astéroïdes). Une solution basée sur le web est **astronomy.net** qui propose aussi un logiciel autonome (Linux) que vous pouvez télécharger et utiliser localement.

3.2.6 Conversion des images au format FITS

Le "Flexible Image Transport System" (FITS) est un standard ouvert pour les images (et d'autres jeux de données astronomiques comme l'information tabulaire) et il est très populaire dans la communauté astronomique. Il permet un stockage sans perte (le fichier stocké contient toute l'information qui était présente dans le fichier image original RAW) qui est essentiel pour un travail photométrique. Rappelez-vous que JPEG est un format de fichier compressé, et il n'est pas sans perte. Comme FITS est supporté par pratiquement tous les logiciels d'astronomie sérieux, c'est un très bon choix quand vous voulez échanger des données d'image entre différents progiciels. Un autre gros avantage du format FITS est qu'il permet le stockage de métadonnées d'image (heure de l'observation, lieu d'observation, durée de la pose, coordonnées du champ, etc.) d'une façon standardisée que le logiciel peut comprendre. De même, pour archiver vos images, FITS est le meilleur choix. Il existe cependant, plusieurs sous formats de FITS et vous pouvez devoir expérimenter un peu pour trouver un sous format commun supporté par tous vos logiciels préférés.

Le logiciel Fitswork [http://www.fitswork.de/software/softw_en.php] est un exemple de logiciel travaillant avec les fichiers FITS et il supporte même une fonctionnalité de scripts.

3.2.7 Corrections d'extinction différentielle et de transformation

Comme expliqué plus en détail dans le prochain chapitre, l'extinction différentielle (dispersion subie par la lumière de l'étoile quand elle passe à travers l'atmosphère) et les corrections de transformation (pour rendre le Vert des DSLR conforme au filtre V du standard astronomique, etc.) sont souvent effectuées pendant l'étape de réduction de l'analyse. La plupart des logiciels de photométrie n'effectue pas cette tâche, cependant quelques programmes le font (VPhot de l'AAVSO). Si vous comptez utiliser cette étape avancée dans votre analyse des données, vous pouvez soit utiliser un programme (comme VPhot ou MPO Canopus) qui l'inclut, ou utiliser un tableur (comme ceux disponibles dans la section DSLR de l'AAVSO).

3.2.8 Génération de rapport et soumission sur le web

Les observations doivent être soumises à la base de données internationale de l'AAVSO par l'intermédiaire du site WebObs (<http://www.aavso.org/webobs>). Plusieurs progiciels de photométrie (AIP4Win, MaxIm DL, VPhot, et MPO Canopus) peuvent générer des fichiers de rapports adaptés.

Alternativement, les observations peuvent être enregistrées dans un tableur formaté de façon adéquate (<http://www.aavso.org/aavsoextended-file-format>) pour chargement ultérieur sur WebObs.

3.2.9 Synchronisation horaire

Régler manuellement l'heure et la date de l'appareil photo par référence à un signal radio au début de la session d'observation est généralement suffisant lors de l'observation de variables à longue période. Dans d'autres situations, le marquage temporel des images est important, par exemple, dans le cas de séries sur les étoiles binaires à éclipses pour déterminer l'heure précise du minimum de lumière. Les appareils Canon, et sans doute d'autres, peuvent être configurés pour se synchroniser avec l'horloge de l'ordinateur quand on les relie par un câble USB. L'horloge de l'ordinateur peut être synchronisée automatiquement avec un serveur horaire à intervalles réguliers. De nombreux OS modernes effectuent automatiquement cette tâche ; cependant, des logiciels comme *dimension 4* (<http://www.thinkman.com/>) peuvent être utilisés. Le contrôle par logiciel du DSLR (section 3.2.4) offre un moyen facile de s'assurer que l'horloge de l'appareil photo est correctement réglée avant d'acquérir chaque image.

3.3 Carte de comparaison des possibilités des logiciels

Les solutions logicielles les plus répandues utilisées pour l'observation des étoiles variables sont basées sur Windows ou Linux. Quatre logiciels de photométrie courants sont comparés dans la table 3.1. Note : il existe plusieurs versions de MaxIm DL disponibles. Pour faire de la photométrie DSLR, vous aurez besoin de la version MaxIm DL Pro. Les caractéristiques et les prix étaient applicables début 2013.

Table 3.1. Carte de comparaison des logiciels.

Caractéristiques	IRIS ³	Muniwin ⁴	AIP4WIN ⁵	MaxIm DL Pro ⁶
Analyse photométrique	X	X	X	X
Utilise les images RAW	X	X ⁷	X	X
Application des images Bias, Flat et Dark	X	X	X	X
Séparation des couleurs	X	X	X	X
Traitement par lots	X	X	X	X
Alignement et empilage	X		X	X
Affichage de l'acquisition de l'appareil photo	X			X
Contrôle de la focalisation et de l'appareil photo	X			X
Conversion au format FITS	X	X	X	X
Scriptabilité	X	X		X
Contrôle de la monture et du télescope	X			X
Dépouillement de plaques	X		X	X
Génération de rapport			X	X
Coût	Gratuit	Gratuit	\$99 ⁸	\$499 ⁹

³ <http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>

⁴ <http://c-munipack.sourceforge.net>

⁵ <http://www.willbell.com/aip/Index.htm>

⁶ http://www.cyanogen.com/maxim_main.php

⁷ Formats limités supportés : contactez l'auteur en ce qui concerne votre appareil photo (site de Muniwin).

⁸ Le prix de \$99 inclut le livre The Handbook of Astronomical Image Processing.

⁹ Seul MaxIm DL Pro et sa suite possèdent toutes les caractéristiques requises pour la photométrie avec un appareil photo numérique.

3.4 Autres logiciels utiles

3.4.1 Logiciels de planétarium et de cartes d'étoiles

Des cartes d'étoiles imprimées peuvent être utilisées pour localiser la région du ciel à photographier. Imprimées ne signifie pas nécessairement des cartes en papier, elles peuvent être stockées comme fichiers sur un disque dur. Les cartes qui permettent de trouver spécifiquement les étoiles variables cibles peuvent être générées en ligne à <http://aavso.org/vsp>. Cette page AAVSO "Variable Star Plotter", figure 3.1, peut générer des cartes en plusieurs tailles d'après le nom de l'étoile variable. (Son utilisation est décrite en détail au chapitre 7). Le champ de vision d'un appareil photo numérique avec un objectif standard est généralement bien représenté par une carte de taille "B" et son orientation par une orientation "CCD".

Variable Star Plotter

[VSP Help Guide](#)
[Request a Sequence](#)
[Report chart errors](#)

PLOT A QUICK CHART

WHAT IS THE NAME, DESIGNATION OR AID OF THE OBJECT?

Required if no coordinates are provided below

RIGHT ASCENSION

DECLINATION

Allowed Formats: HH:MM:SS, HH:MM:SS, DDD.XXXXX. Required if no name is given above

Allowed Formats: ±DD:MM:SS, ±DD:MM:SS, ±DD.XXXXX. Required if no name is given above

CHOOSE A PREDEFINED CHART SCALE

Select one...

▼

A is larger, slower; G is smaller, faster

CHOOSE A CHART ORIENTATION

☒ Visual
 ☐ Reversed
 ☐ CCD

PLOT A FINDER CHART OR A TABLE OF FIELD PHOTOMETRY? *

☒ Chart
 ☐ Photometry

CHART ID

A Chart ID will allow you to reproduce prior charts. Overrides all other fields in this form.

Plot Chart

Clear Form

ADVANCED OPTIONS

FIELD OF VIEW

In Arcminutes. Must be between 0 and 1200

MAGNITUDE LIMIT

Stars fainter than this magnitude will not be displayed

RESOLUTION

Resolution in dpi to render the chart (default 150)

WHAT WILL THE TITLE FOR THIS CHART BE?

Displayed at the top-center of the chart

WHAT COMMENTS SHOULD BE DISPLAYED ON THIS CHART?

Displayed beneath the chart star field

WHAT NORTH-SOUTH ORIENTATION WOULD YOU LIKE? *

☒ North Up
 ☐ North Down

WHAT EAST-WEST ORIENTATION WOULD YOU LIKE? *

☒ East Left
 ☐ East Right

WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS CHART?

☐ Yes
 ☒ No

If yes, retrieves image from the Digital Sky Survey

WHAT OTHER VARIABLE STARS SHOULD BE MARKED?

☒ None
 ☐ GCVS
 ☐ All

WOULD YOU LIKE ALL MAGNITUDE LABELS TO HAVE LINES?

☐ Yes
 ☒ No

If Yes, this will force lines to be shown from all magnitude labels to the stars

WOULD YOU LIKE A SPECIAL CHART?

☒ None
 ☐ Binocular
 ☐ DSLR
 ☐ Standard Field

Binocular: Only labels comparison stars useful for binocular viewing

DSLR: Only labels comparison stars useful for DSLR photometry

Standard Field: Only labels photometric "standard stars" in the chart's field of view

SELECT WHICH FILTERS TO DISPLAY (PHOTOMETRY ONLY)

☐ U
 ☒ B
 ☒ Rc
 ☐ Ic
 ☐ J
 ☐ H
 ☐ K
 ☐ P
 ☐ Z

V and (B-V) magnitudes are always displayed. Select any other bands you wish displayed below

Plot Chart

Clear Form

Figure 3.1. Page web du traceur de cartes d'étoiles variables. (Mark Blackford)

La carte résultante affiche l'étoile variable centrée, Figure 3.2. Lors du réglage et de la focalisation, ces cartes sont utiles pour vérifier que la variable est bien placée dans vos images. Les magnitudes de quelques étoiles voisines sont également indiquées, et vous devez vous assurer que quelques magnitudes similaires à votre étoile cible sont incluses dans le champ de vision, afin qu'elles puissent être utilisées comme étoiles de comparaison dans la réduction photométrique.

Les magnitudes des étoiles de comparaison sur les cartes VSP sont données avec une décimale uniquement, ainsi une magnitude 7.1 sera étiqueté 7.1

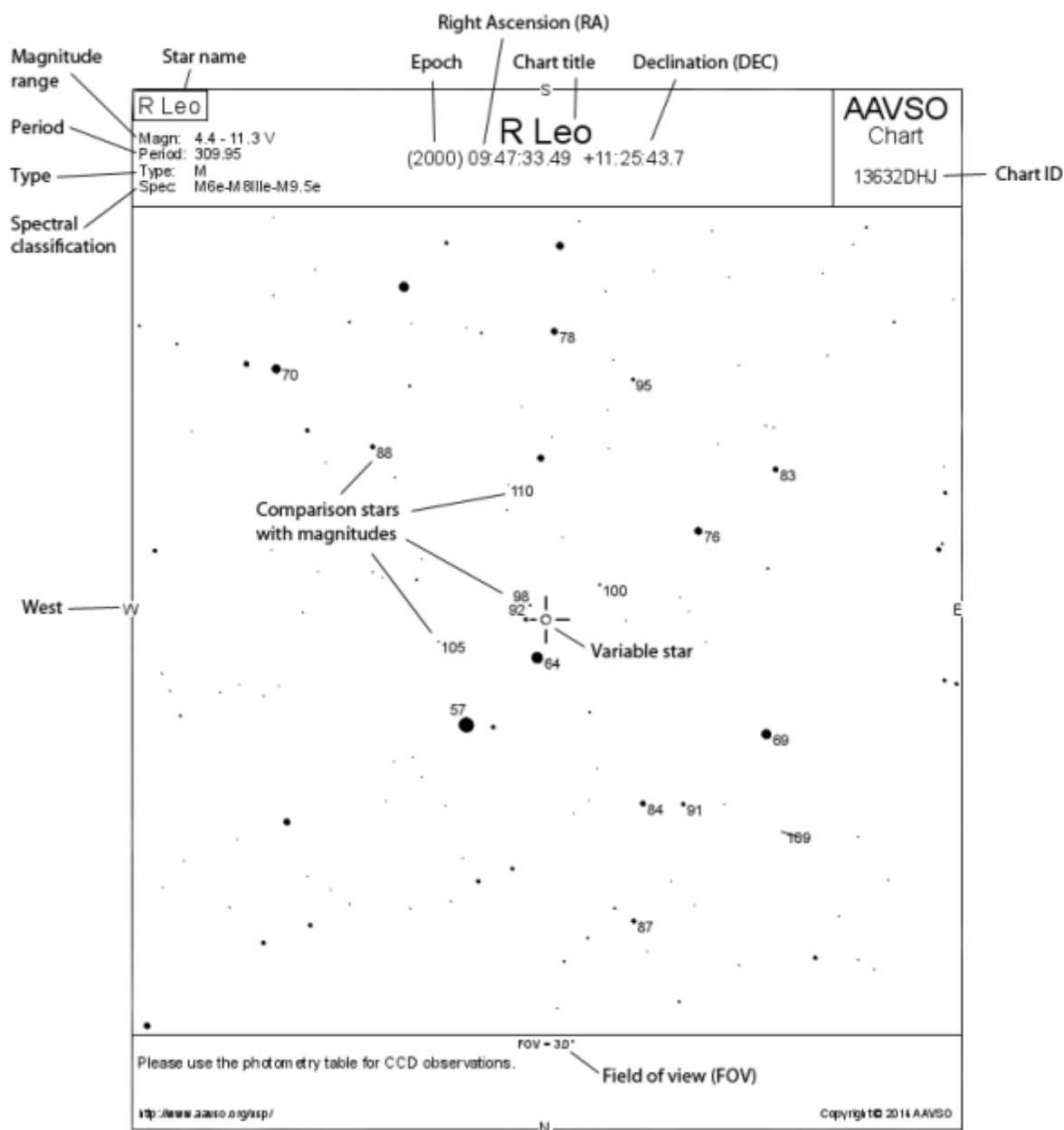


Figure 3.2. Carte du traceur de carte d'étoile variable autour de la variable R Leo montrant les magnitudes des étoiles de comparaison avec une décimale (sans le point décimal).

Les magnitudes des étoiles de comparaison sur les carte VSP sont données avec une décimale uniquement. Cela est bien adapté pour les observateurs visuels, mais non pour l'analyse DSLR. Choisissez l'option "Photometry Table" pour produire une liste détaillée d'étoiles de comparaison pour le champ. Les magnitudes et l'erreur estimée sont données avec trois décimales.

Si vous utilisez une monture équatoriale bien alignée, les coordonnées de l'étoile fournies sur la carte vous aideront à vous déplacer rapidement vers le champ de l'étoile correcte.

Si vous utilisez simplement un trépied, une carte montrant une partie plus grande du ciel peut s'avérer utile pour pointer votre appareil photo. Les cartes en papier, montrant de larges zones du ciel, ou des atlas du ciel, peuvent être utilisées pour cela. Cependant, un logiciel de planétarium est plus pratique car la carte affichée peut être redimensionnée et orientée pour correspondre à votre système

d'image et les cibles facilement recherchées et centrées. De nombreux progiciels de planétarium peuvent aussi contrôler une monture de télescope (voir "Contrôle d'une monture et/ou d'un télescope" ci-dessous). Il existe de nombreuses options commerciales ou gratuites comme Stellarium, Cartes du Ciel, et TheSky. Certains logiciels de planétarium pour dispositifs mobiles peuvent détecter la direction dans laquelle vous pointez et ajuster la vue automatiquement pour montrer les étoiles dans cette direction, ce qui est très pratique.

Un point à garder à l'esprit quand on utilise un logiciel est que l'étoile variable peut être affichée avec une luminosité différente de celle à laquelle vous la voyez pendant votre nuit d'observation, précisément parce qu'elle est variable !

3.4.2 Contrôle du télescope et/ou de la monture

De nombreuses montures de télescope avec des possibilités "Goto" peuvent être contrôlées en utilisant un logiciel sur votre ordinateur. Ces types de montures sont souvent fournis avec des drivers ou des protocoles de communication qui sont compris par un logiciel de planétarium, comme Stellarium ou TheSky. Il y a au moins deux avantages principaux à contrôler une monture à partir d'un logiciel. Le premier est qu'un "objectif" peut être facilement localisé à la première place (sous réserve qu'il soit visible dans le ciel à ce moment). La seconde est qu'une monture de suivi permettra à un appareil photo de rester pointé vers le même objectif, pour compenser la rotation terrestre. Cela permet des poses plus longues et permet de détecter des étoiles plus faibles. Idéalement, l'appareil photo doit être monté sur une monture équatoriale, mais de nombreuses montures "Goto" sont des montures Alt azimutales, qui sont plus faciles à configurer et qui sont facilement contrôlées par les ordinateurs modernes (qui peuvent être situés à l'intérieur de la monture) pour suivre les étoiles. Strictement parlant, l'utilisation d'une monture Alt azimutale (sans un rotateur d'appareil photo coûteux) cause l'image à tourner légèrement. La plupart des logiciels qui traitent des séquences d'images peuvent compenser cet effet, et pour les poses courtes, ce n'est pas un problème grave pour chaque image individuelle.

Chapitre 4. Acquisition d'image

4.1 Vue d'ensemble de l'acquisition

La photométrie DSLR est, dans son principe, un processus très simple : prendre des images du ciel, extraire les données photométriques, calibrer/réduire les données, et soumettre vos mesures pour un archivage à long terme. L'étape d'acquisition de l'image est fondamentalement la plus importante de ces processus car si les données d'entrée sont de piètre qualité, les données finales le seront aussi.

Dans ce chapitre, nous plongeons en détail dans le travail préparatoire que vous devez faire avant de prendre votre premier cliché, comment prendre des images de calibrage, comment trouver votre champ d'étoiles dans un petit chercheur, comment acquérir les images et juger de leur qualité, et finalement quelques ficelles du métier de la part de photométristes DSLR expérimentés.

4.2 Travail de préparation

4.2.1 Carnet de notes

Peut-être, un des aspects le plus important de faire de la science est de garder des bons enregistrements de ce que vous avez fait. Cela peut ressembler à une notion très simplifiée, mais un registre de votre configuration d'observation et des sessions ne vous aidera pas seulement à identifier des problèmes avec vos données, mais permettra à d'autres observateurs de dupliquer votre expérimentation si le besoin s'en fait ressentir.

Au minimum, vos enregistrements doivent indiquer la date et l'heure de vos images, les objectifs sur lesquels les données scientifiques sont prises, les conditions météo, et tout ce qui se passe mal durant votre session d'observation. C'est également une bonne idée de noter périodiquement la température, l'humidité, et l'état du ciel du fait que ces dernières peuvent altérer la qualité de vos images. N'oubliez pas de noter également tout ce qui est inhabituel à propos de la session ou de votre équipement. Est-ce que la lumière du garage de votre voisin est allumée ce soir quand elle ne l'était pas la nuit dernière ? Avez-vous été à cours de batterie au milieu d'une session d'observation et avez-vous changé les batteries ?

4.2.2 Emplacement d'observation, montures, et contrôles d'appareil photo

Comme à chaque session d'observation, la plus grande partie du travail se fait dans l'obscurité. Vous devez trouver un emplacement pour observer, qui doit être dénué d'obstructions à la fois dans le ciel et au sol. Que vous utilisiez un trépied ou une monture de télescope, familiarisez-vous avec l'emplacement et le fonctionnement de ses contrôles et des caractéristiques qui pourraient être utiles. Par exemple, comment les jambes de votre trépied se déplient-elles ? Comment le verrou des jambes du trépied se verrouille-t-il ? Essayez d'attacher votre appareil photo sur la monture en plein jour et d'atteindre les positions extrêmes (zénith, par exemple) pour vérifier que rien n'interfère avec le pointage, ne peut s'emmêler, ou involontairement être endommagé pendant votre session.

Concernant votre appareil photo, vous devez être capable de trouver et d'utiliser tous les contrôles suivants :

- Focalisation et anneaux du zoom.
- Focalisation manuelle (c'est-à-dire déconnecter l'autofocus).
- Interrupteur de stabilisation d'image (à déconnecter).
- Temps d'exposition.
- Ouverture.
- Réglage ISO.
- Type de sauvegarde de l'image (réglé sur RAW).

4.2.3 Alimentation de l'appareil photo

Peut-être l'un des "pièges" le plus obscur dans la photométrie DSLR se produit quand l'appareil photo perd son alimentation ou quand la batterie devient trop basse. Certains observateurs dans le passé ont rapporté que le bruit de fond de leur appareil photo augmentait de façon drastique quand la charge de la batterie diminuait ou après que la batterie ait été changée. Cela ne semble plus être un problème avec les appareils photo récents, mais il s'agit de quelque chose à garder à l'esprit si vous utilisez un équipement âgé de quelques années. Si vous envisagez de faire des longues sessions d'observation (c'est-à-dire voisines de la durée de vie des batteries), il serait judicieux d'utiliser une alimentation externe ou d'avoir une deuxième batterie si une alimentation externe n'est pas disponible sur votre emplacement d'observation.

4.2.4 Cartes de recherche

Localiser une étoile variable et ses étoiles de comparaison sans une bonne carte de recherche est souvent un exercice de futilité, aussi assurez-vous d'en emporter une avec vous. Il est souvent particulièrement utile d'amener des cartes de recherche avec différents champs de vision, surtout avec des champs de vision plus grands que celui de l'appareil photo. Voir section 3.5.1.

4.2.5 Plan d'observation

Une bonne session d'observation commence avec un plan bien défini. Nous suggérons de créer une checklist des actions requises pour obtenir des images de qualité scientifique, surtout s'il s'agit de votre première tentative de photométrie DSLR. Quels champs voulez-vous observer ? Où sont localisées les étoiles de comparaison (aide des cartes de recherche) ? Quels réglages de l'appareil photo sont requis ? Combien d'images sont nécessaires ? Tous ces éléments doivent être enregistrés dans votre registre d'observation.

4.3 Sources de bruit et bias systématiques

On pourrait s'attendre à ce que tous les pixels d'une image possèdent exactement la même valeur ADU si l'appareil photo est éclairé par une source lumineuse rigoureusement uniforme. Cependant, ce n'est jamais le cas. Le signal détecté est influencé par plusieurs facteurs incluant le vignettage par l'objectif ou le télescope, des variations de sensibilité pixel à pixel au niveau du capteur, de la poussière sur diverses surfaces optiques, des statistiques de comptage dues à des temps d'arrivée aléatoire des photons, et au bruit électronique généré dans l'appareil photo.



Figure 4.1. Image très étirée d'une boîte à lumière éclairée de façon uniforme.

Dans la figure 4.1, on peut voir plusieurs artefacts mentionnés au-dessus. Les taches circulaires sont causées par la poussière sur les optiques, l'intensité réduite dans les coins est due au vignettage, et les lignes horizontales et verticales sont dues aux variations de sensibilité des pixels et au bruit électronique. Bien que non évident pour l'œil, ces artefacts sont aussi présents sur les images scientifiques et doivent être retirées avant que la photométrie soit entreprise.

Pour prendre en compte ces effets correctement, vous devez prendre une série d'images de calibration et effectuer un nombre d'opérations mathématiques sur vos images scientifiques incluant la soustraction des biais et des images d'obscurité (dark frame) pour retirer la composante fixe du bruit et la division de l'image résultante par un flat-field pour retirer les effets du vignettage et les variations de sensibilité ainsi que les ombres des poussières. Les détails sur la façon d'effectuer ces opérations peuvent être trouvées dans votre manuel de logiciel de photométrie. Cette section (qui pourrait être un chapitre à part entière) fournit une explication détaillée des divers artefacts que ces étapes de calibration tentent d'atténuer.

4.3.1 Bruit aléatoire

L'artefact le plus facile à comprendre dans les images est le bruit aléatoire. Le bruit aléatoire est totalement indépendant du bruit pixel à pixel, et d'image à image. Dans chaque image, le motif du bruit aléatoire est différent. L'aspect granulaire des images (figure 4.2) pris avec un ISO élevé est dû à ce bruit qui génère une erreur positive ou négative dans notre mesure de magnitude.

Il existe deux sources principales de bruit dans les images DSLR. La première est le bruit de Johnson-Nyquist. Ce bruit est généré par les circuits électroniques de l'appareil photo et il est causé par l'agi-

tation thermique des électrons. Il est souvent désigné sous le nom de "bruit de lecture". La seconde source de bruit est le bruit de grenaille, qui est relié au nombre de photons, N , détecté et qui apparaît en raison de la nature statistique de l'émission de photons à la source. Le bruit de grenaille est simplement la racine carrée du nombre de photons détectés.

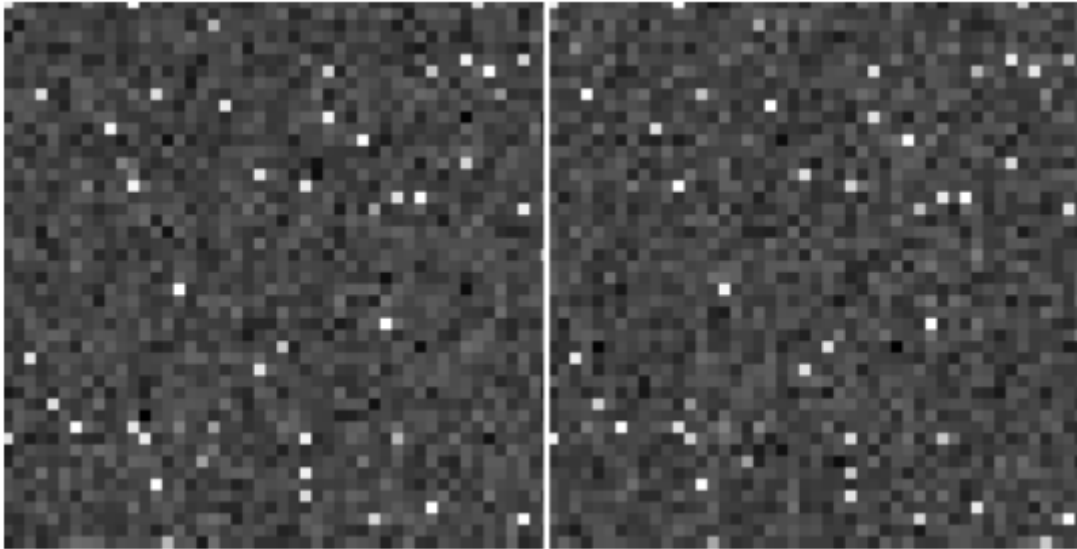


Figure 4.2. Deux poses de 120 s, ISO 400, 20°C, même bloc de pixels issus des images brutes. Les pixels brillants sont des impulsions du courant d'obscurité et sont les mêmes dans les deux images. L'arrière-plan granuleux est dû au bruit aléatoire et il est différent dans les deux images. (Roger Pieri)

Le bruit aléatoire est présent dans les images de calibrage aussi bien que dans les images scientifiques et il ne peut être éliminé. Le seul moyen de réduire son impact consiste à augmenter le signal (photons) en utilisant des poses plus longues, soit en une seule exposition, soit en "empilant" (ajoutant) plusieurs images plus courtes s'il existe un risque de saturation.

De nombreux appareils photo ont des filtres logiciels intégrés qui réduisent la visibilité de ce bruit dans les images. Bien qu'utiles dans la photographie quotidienne, les filtres altèrent les données originales dans l'image et ne devraient pas être utilisés en photométrie. En conséquence, toutes les options de réduction du bruit intégrées à l'appareil photo doivent être désactivées lorsqu'on pratique de la photométrie.

4.3.2 Bruit à motif fixe (FPN)

Contrairement au bruit de Johnson-Nyquist et du bruit de grenaille, le bruit à motif fixe (FPN) n'est pas aléatoire ; il est dû aux défauts technologiques d'une nature permanente. Quand des pixels particuliers sont affectés de tels défauts, ils forment un motif qui se répète d'image en image. A la différence du bruit aléatoire, le FPN peut être caractérisé et supprimé pendant le processus de calibrage de l'image.

Il existe plusieurs types de bruit à motif fixe incluant les décalages bias et les offsets systématiques, les pixels morts/chauds, le courant d'obscurité, et les impulsions de courant d'obscurité. Dans les quelques paragraphes suivants, nous décrivons chacun d'eux avec plus de détails.

4.3.3 Bias et offset systématique

Un bias est un petit décalage du niveau du noir de chaque pixel, souvent lié à l'organisation en lignes et en colonnes des pixels. Il peut être soit uniforme sur tous les pixels, ou former des bandes au niveau du noir des images (voir figure 4.3). Son amplitude est extrêmement faible avec les capteurs actuels, généralement seulement quelques ADU.

Note : il existe des motifs de défaut similaire (bandes) dans les images DSLR qui ne se répètent pas d'image en image, et ne peuvent être supprimés par le calibrage de l'image. Cela est généralement dû aux signaux fallacieux induits par les circuits électroniques digitaux dans les circuits électroniques analogiques hautement sensibles. Cependant, ils n'ont que des niveaux ADU très faibles et ne constituent pas trop un problème.

Certains appareils photo ont un offset systématique par construction. C'est un décalage parfaitement déterminé du codage du niveau du noir dans le fichier image. Il est souvent de 1024 ou 2048 ADU dans les appareils photo modernes. Cet offset offre la possibilité d'enregistrer des valeurs négatives du bruit et un décalage du niveau du noir. Cette caractéristique est importante pour le traitement photométrique car il doit être soustrait avant que toute opération mathématique non-additive, comme la correction flat-field soit appliquée.

Les bias et les offsets systématiques sont présents dans toutes les images scientifiques et de calibrage. Ils sont retirés par soustraction d'une image bias maitre (discuté plus loin dans ce chapitre).

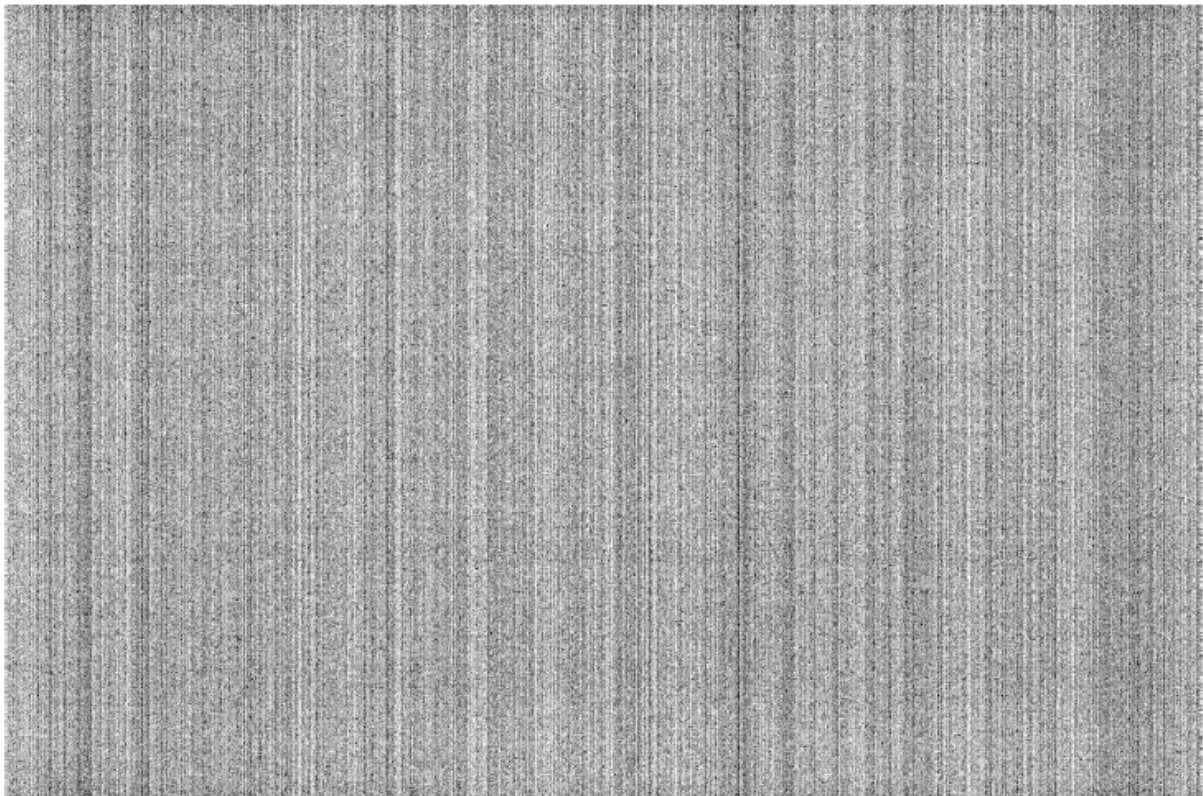


Figure 4.3. Image bias maitre très étirée montrant le bruit à motif fixe avec une amplitude de quelques ADU (ISO 200). Cette image possède à la fois un offset uniforme de 0 ADU et des bandes liées à l'organisation en lignes et en colonnes des électroniques d'adressage.

4.3.4 Pixels morts et pixels chauds

Les pixels morts et les pixels chauds sont des pixels qui ne fonctionnent pas correctement. Les pixels morts ne réagissent pas à la lumière et ont généralement une valeur ADU proche du niveau de l'offset systématique. Les pixels chauds ont beaucoup trop de courant d'obscurité (voir ci-dessous) et des valeurs ADU élevées par rapport aux pixels normaux dans l'image. Ce sont des défauts du capteur, qui sont tolérés normalement à la périphérie du capteur, mais il ne devrait pas y en avoir ou peu dans la zone centrale.

Le motif de pixels défectueux se répète d'image en image et peut être corrigé en enregistrant d'abord leurs coordonnées dans un fichier (appelé carte de défauts), puis en remplaçant les valeurs ADU de ces pixels dans les images scientifiques et de calibration par une valeur interpolée à partir des pixels voisins. Ce processus correctif est appliqué avant toute autre étape de calibration.

Les pixels chauds sont détectés dans les images dark et les pixels morts dans les images flat-field. Le seuil ADU réglé par l'utilisateur détermine les pixels qui sont inclus. A ISO 100, un seuil de 500 à 1000 ADU au-dessus du niveau du noir d'une image dark est un bon point de départ. Consultez votre manuel de photométrie pour la méthode précise de création d'une carte de défauts.

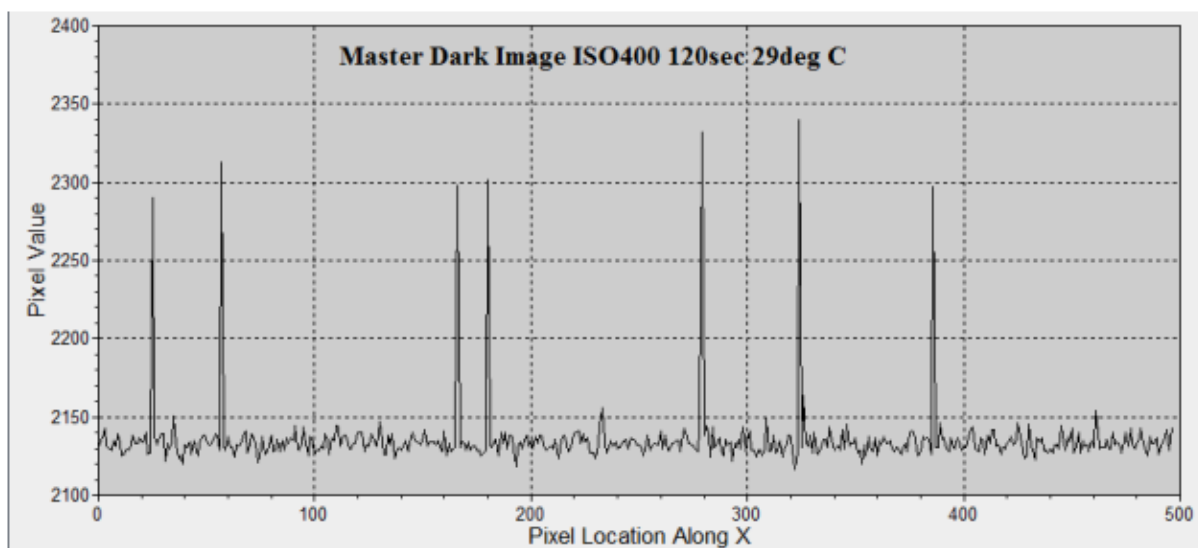


Figure 4.4. Profil de lignes montrant les valeurs ADU le long d'une section d'environ 500 pixels d'une image à longue pose. Les fluctuations autour de 2140 ADUs sont dues au bruit aléatoire. Les pics proéminents sont les pixels chauds. (Mark Bradford)

Le processus de carte de défauts est très efficace, prend très peu de temps de traitement et ne coûte pas de temps d'observation pour préparer le fichier. S'il est disponible dans votre logiciel de photométrie, il est recommandé de l'utiliser. Les cartes de défauts peuvent être utilisées pendant plusieurs mois. Leur validité est limitée par le processus de vieillissement du capteur.

Note importante : le remplacement du défaut doit seulement être effectué si vous êtes lourdement sur-échantillonné. Si un défaut se produit dans un profil d'étoile, vous faites des suppositions sur ce que la valeur interpolée correcte pourrait être, et ces suppositions échoueront si les pixels voisins diffèrent beaucoup en intensité.

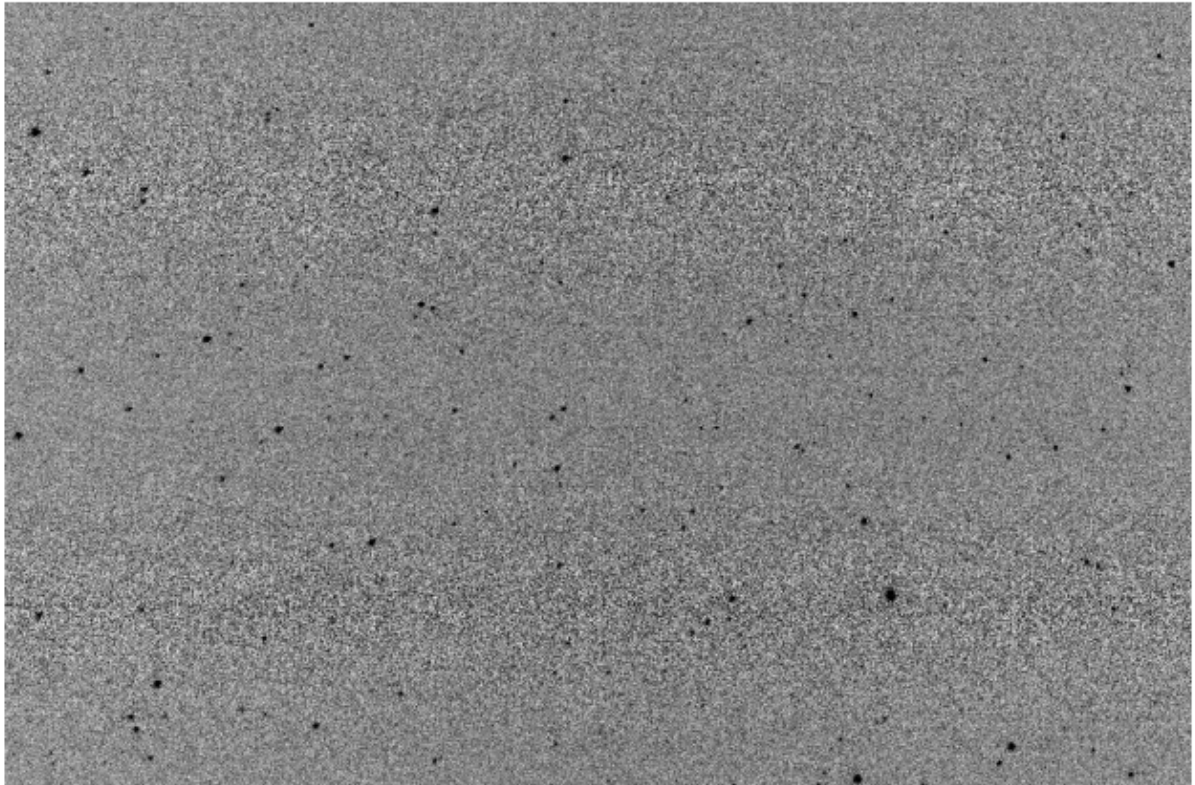


Figure 4.5. Les bandes horizontales peuvent se manifester dans les images DSLR. Ces bandes ont généralement un très faible niveau (un couple d'ADUs) et sont causés par le bruit dans les circuits analogiques du capteur avant l'ADC. Il existe des algorithmes pour éliminer ces artefacts mais ils sont assez rares dans les logiciels astronomiques. La soustraction du bruit de fond correctement appliquée tend à réduire cette source de bruit. (Roger Pieri)

4.3.5 Courant d'obscurité et impulsions d'obscurité

4.3.5.1 Courant d'obscurité normal

Dans les capteurs d'image CMOS, la photodiode travaille en mode de polarisation inverse. Cela signifie qu'un voltage positif est appliqué sur la cathode relativement à l'anode. Le courant issu de la source est bloqué. Le courant restant est dû aux électrons libérés par les photons tombant sur la photodiode. Mais il existe un faible courant qui existe aussi dans chaque diode, le courant inverse, qui est une sorte de fuite du mode bloqué. Ce signal est petit, environ 0,1 à 10 électrons par seconde, et entraîne un petit accroissement du niveau ADU de sortie du pixel.

Le courant inverse normal est fixé à la construction du capteur et tous les pixels ont le même décalage positif à cause de lui. L'accumulation correspondante d'électrons dans le pixel est proportionnelle au temps d'exposition. Cela entraîne une élévation du niveau du noir global (plus ou moins comme le fond du ciel). En fait, cela n'est pas visible sur nos images car elle est compensée par l'électronique de l'appareil photo. Le seul effet restant est le bruit de grenaille correspondant, qui accroît le niveau du bruit aléatoire des longues poses.

Le courant inverse des diodes est aussi très sensible à la température de la diode. Il double typiquement tous les 5 à 10°C. En conséquence, l'augmentation de la charge de l'électron est proportionnelle au temps d'exposition et c'est une fonction exponentielle de la température du capteur. Bien que le capteur CMOS lui-même génère souvent très peu de chaleur (c'est-à-dire possède un faible

pouvoir de dissipation), le processeur de l'appareil photo élève la température ambiante de l'appareil photo. Typiquement, un appareil photo se réchauffe de 10°C après une heure d'utilisation. Cela est beaucoup moins que les caméras CCD qui nécessitent un refroidissement. Ainsi, le courant d'obscurité normal est moins un problème dans les appareils photo DSLR que dans les caméras CCD.

4.3.5.2 Impulsions du courant d'obscurité

L'astrophotographie DSLR est fréquemment contaminée par quelques pixels déviants ($\approx 3\%$) qui ont un courant d'obscurité notablement plus élevé que la normale. Ces pixels déviants apparaissent beaucoup plus brillants dans l'image et sont souvent appelés pixels chauds ou "impulsions dark" (les pixels brillants dans la figure 4.2). Les impulsions dark ne sont pas mesurables dans les poses très courtes car elles sont juste en dessous de la gamme du bruit aléatoire des appareils photo DSLR les plus récents, cependant, elles deviennent un problème dans les poses plus longues.

Bien que les impulsions dark soient vraiment une anomalie ennuyeuse en astrophotographie, elles ont moins d'incidence en photométrie où la lumière est (intentionnellement) dispersée sur quelques centaines de pixels. La soustraction du fond et l'empilage/moyenne réduit aussi l'influence des impulsions dark.

4.3.6 Images de calibrage maitre

Souvent non remarquées, la création d'images de calibrage maitre (que nous préconiserons plus loin dans ce chapitre) introduit aussi un bruit aléatoire additionnel dans les images scientifiques. Pour minimiser ce bruit supplémentaire, nous utilisons des images bias maitre, dark et flat-field constituées d'au moins 16 images individuelles, mais plus il y en a, et mieux c'est. Le signal de l'image augmente linéairement avec le nombre d'images mais le bruit aléatoire augmente avec la racine carrée du nombre d'images et donc le rapport signal/bruit augmente avec le nombre d'images ajoutées.

4.4 Images de calibrage (bias, dark, et flat-field)

4.4.1 Images bias

4.4.1.1 Correction bias classique

Le bruit à motif fixe dû au bias et à tout offset systématique sont généralement retirés des images scientifiques par soustraction d'une image bias maitre. L'image maitre est réalisée en empilant un nombre de clichés pris dans l'obscurité totale, avec un temps d'exposition très court, et à la valeur ISO utilisée pour la prise des images scientifiques.

Les images bias peuvent être collectées à n'importe quel moment, car la température du capteur et le réglage de focalisation ne sont pas des considérations importantes. Aussi, des nuits nuageuses sont idéales pour préparer des images bias maitre. Réglez l'obturateur sur la vitesse la plus courte disponible sur votre appareil photo (en général $1/4000^{\text{ème}}$ de seconde), assurez-vous qu'aucune lumière ne peut atteindre le capteur (capuchon d'objectif en place, viseur bouché, pièce sombre), puis enregistrez au moins 16 images ou jusqu'à plusieurs centaines. Consultez le manuel de votre logiciel de photométrie pour les instructions sur la façon de préparer le bias maitre à partir de ces clichés individuels.

Une image bias maitre séparée doit être réalisée pour chaque réglage ISO utilisé pour les images scientifiques. Elles peuvent être utilisées pendant des mois. La limite en est le vieillissement possible des électroniques.

4.4.1.2 Correction artificielle du bias

La soustraction d'une image bias maitre ajoute inévitablement une certaine quantité de bruit aléatoire (même quand plusieurs centaines d'images bias individuelles sont utilisées pour construire l'image maitre). Au lieu de cela, certaines personnes soustraient une image artificielle dans laquelle tous les pixels ont la même valeur que l'offset systématique, c'est-à-dire 1024 ou 2048 ADU. Ceci entraîne le retrait de l'offset systématique des images scientifiques et de calibrage sans ajouter de bruit aléatoire supplémentaire, mais aux dépens de retirer le rapport signal/bruit dû au bias.

4.4.2 Images dark

Il existe plusieurs approches pour la correction dark. Le choix de la méthode à utiliser dépend des caractéristiques spécifiques des images en cours de calibrage et des options disponibles dans votre logiciel de photométrie.

4.4.2.1 Pas de correction d'obscurité

Les images enregistrées avec des temps d'exposition inférieurs à 30 secondes dans des températures ambiantes froides peuvent ne pas montrer de courant d'obscurité significatif ou d'impulsions d'obscurité. C'est généralement le cas pour des images flat-field où les temps d'exposition sont généralement simplement de quelques secondes. Dans cette situation, la correction dark n'est pas nécessaire et en fait ajouterait un bruit aléatoire sans augmenter de façon significative la précision photométrique. Il serait judicieux de vérifier les caractéristiques de votre appareil photo sous différentes conditions de température et de réglage d'exposition avant d'adopter l'option "Pas de correction d'obscurité".

4.4.2.2 Correction dark à l'intérieur de l'appareil photo

De nombreux appareils photo DSLR possèdent une option intégrée pour la réduction du bruit des expositions longues. Immédiatement après avoir pris une image scientifique, l'appareil photo enregistre automatiquement une autre image avec le même temps d'exposition mais sans ouvrir l'obturateur. La seconde image est soustraite de la première avant de sauvegarder l'image corrigée sur la carte mémoire ou l'ordinateur. Ni l'image scientifique originale, ni l'image dark ne sont sauvegardées.

En principe, cela semble être une bonne idée, cependant en pratique, cela ne l'est pas. L'appareil photo utilise une image dark pour une image scientifique, et donc le bruit aléatoire ajouté est plus grand qu'avec une image dark maitre (ceci est atténué quelque peu si vous empilez plusieurs images scientifiques). Ce qui est plus important, c'est que la moitié du temps d'observation est perdu en prenant des images dark, et le nombre d'images scientifiques est grandement réduit. Le seul avantage de ce processus intégré à l'appareil photo est que la température des deux images est très similaire, mais cela ne compense pas ses désavantages.

En général, la réduction du bruit des expositions longues intégré dans l'appareil photo et les autres options identiques doivent être désactivées.

4.4.2.3 Correction dark classique

Dans le processus classique, au moins 16 images dark sont enregistrées pendant la session d'observation, sous les mêmes conditions et réglages que les images scientifiques (ISO, temps d'exposition, température). Toute fuite possible de lumière dans l'appareil photo doit être éliminée (viseur bouché et capuchon d'objectif en place). Une image dark maitre est ensuite réalisée en utilisant ces images individuelles. Consultez votre logiciel de photométrie pour les étapes spécifiques.

Il est difficile de faire un jeu d'images dark avec le même niveau d'impulsion dark que les images scientifiques car la température du capteur de l'appareil photo n'est pas stabilisée. Pour atténuer ce problème, certaines personnes collectent la moitié des images dark avant de commencer la collecte des images scientifiques, puis l'autre moitié des darks après. Cela permet d'encadrer l'écart de température sous lequel les images scientifiques sont enregistrées et peut donner une correction dark améliorée.

4.4.2.4 Correction dark adaptée à l'exposition

Vous pouvez avoir besoin d'utiliser des temps d'exposition différents pour différents objets selon leur luminosité. Avec une correction dark classique, il est nécessaire de créer une image dark maitre pour chaque temps d'exposition utilisé, au coût du temps supplémentaire passé à enregistrer des images dark individuelles.

Certains logiciels de photométrie possèdent une option pour dimensionner une image dark maitre pour pose longue afin qu'elle puisse être utilisée pour la correction dark d'images scientifiques d'exposition plus courte. Cela marche raisonnablement bien tant que la température n'est pas différente de manière significative.

4.4.2.5 Correction dark optimisée

Une procédure plus sophistiquée disponible dans plusieurs progiciels de photométrie (IRIS et MaxIm DL) qui redimensionnent l'image dark maitre pour minimiser le bruit RMS de l'image finale. Cette procédure peut s'accommoder des différences de température entre les images scientifiques et les darks, même en cas de changement de température du capteur durant la session d'observation.

L'image dark maitre peut être faite à n'importe quel moment, il n'est pas nécessaire de la faire pendant la session d'observation. Elle doit être valide pendant plusieurs mois ; la limite en est le vieillissement possible du capteur.

4.4.3 Correction des images flat-field

Les images flat-field sont des images d'une source uniformément éclairée qui révèle les asymétries ou artefacts dans votre configuration optique de l'appareil photo. A la différence de la correction dark, la correction flat-field est obligatoire pour toutes les images prévues pour la photométrie. Les images flat-field doivent être enregistrées avec l'appareil photo et l'objectif dans la même configuration (focalisation, ouverture, ISO) utilisée pour les images scientifiques. Les temps d'exposition doivent être ajustés pour éviter la saturation.

Trouver ou réaliser une source lumineuse uniforme est étonnamment difficile et a conduit à de nombreuses discussions intéressantes aux conférences de l'AAVSO. Ainsi, nous ne pouvons pas (et

n'osons pas) conseiller une technique particulière. Avant de présenter quelques options populaires, nous proposons quelques conseils généraux :

Il faut prendre soin à ce que chaque canal RGB reçoive suffisamment d'intensité dans une image. Idéalement, cela devrait être environ 2/3 de la limite de saturation de votre appareil photo. Comme vous observez une source beaucoup plus brillante que lorsque vous faites de la photométrie, vous devrez utiliser des temps d'exposition plus courts (en général 1 à 2 secondes) que pour vos images scientifiques.

Bien que les expositions soient courtes et qu'il n'y ait pas de courant d'obscurité appréciable, les signaux de bias et d'offset sont toujours présents. Assurez-vous d'appliquer l'image bias maître à l'image flat-field maître avant d'appliquer toute correction flat-field aux images scientifiques.

Comme les flat-fields sont supposées être des images d'une source uniformément éclairée, elles feront la correction pour tout vignettage et toutes variations de sensibilité pixel à pixel qui sont présentes (sous réserve que l'appareil photo et la configuration télescope/objectif ne soit pas altérée). Cependant, les ombres des poussières peuvent changer en raison du mouvement de la poussière sur les surfaces optiques et des changements de réglage de focalisation. Pour minimiser cet effet, désactiver toutes les options de nettoyage ultrasonique sur votre appareil photo. Les images flat-field doivent être préparées régulièrement, mais pas nécessairement chaque nuit.

Comme pour toutes les étapes de calibrage, la correction flat-field ajoute du bruit à l'image calibrée. Pour minimiser la quantité de bruit ajouté, les images flat-field maîtres sont réalisées à partir de multiples images flat-field. Vous devez en réaliser 16 au moins, davantage si le temps le permet. Votre logiciel de photométrie aura une option pour réaliser une image flat-field maître à partir des images individuelles en utilisant des routines de moyenne ou de médiane combinée. L'option médiane combinée est généralement préférée car les images d'étoiles dans les flat-fields individuelles du ciel ou les traces de rayons cosmiques n'affectent pas diversement l'image flat-field maître.

Peu importe quelle méthode vous adoptez, vous devez effectuer les tests soulignés dans l'Annexe B pour vérifier l'illumination uniforme de la source lumineuse.

4.4.3.1 Flat-field du ciel (crépusculaire)

Quand on photographie à travers un télescope, le champ de vue est généralement suffisamment petit pour que les images du ciel crépusculaire (qui est raisonnablement uniforme à l'échelle d'un degré) puissent être utilisées comme images flat-field. Il y a un temps limite pour enregistrer les images flat-field du ciel pendant l'aube ou l'aurore, et il peut être nécessaire de faire varier la durée d'exposition de chaque image pour assurer une exposition adéquate au fur et à mesure que les niveaux de lumière changent.

Si vous réalisez des flat-field du ciel, il est préférable d'arrêter l'entraînement du télescope, afin que toute image d'étoile dans votre image soit traînée à différentes positions sur chaque image flat-field : l'option "médiane combinée" (plutôt que "moyenne") dans votre logiciel de photométrie les éliminera de votre flat-field maître.

Pour des champs plus larges acquis avec un objectif standard ou un téléobjectif, des techniques d'éclairage indirect doivent être utilisées.

4.4.3.2 Flat-field dôme

Un objectif de flat-field comme un morceau de carton mat éclairé par le ciel crépusculaire ou un éclairage artificiel diffus peut être adapté. Assurez-vous que le carton cible dépasse du cadre de l'image et la remplit complètement.

4.4.3.3 Flat-field d'une boîte lumineuse

Alternativement, une boîte lumineuse peut être construite et placée en face de l'objectif de l'appareil photo pour acquérir des images flat-field. Elles permettent le contrôle des niveaux d'illumination et peuvent être utilisées à n'importe quel moment, au lieu d'être obligé d'attendre des conditions de crépuscule adaptées. Les instructions pour construire une boîte lumineuse sont disponibles aisément sur Internet. Un exemple simple mais efficace est décrit dans le ***Handbook of Astronomical Image Processing*** de Richard Berry.

4.4.3.4 Flat-field de panneau électroluminescent

Ces dernières années, des panneaux électroluminescents (EL) sont devenus facilement disponibles et certaines personnes les ont utilisés pour les images de flat-field. Ils sont moins volumineux que les boîtes à lumière traditionnelles et plus faciles à utiliser, mais peuvent être relativement plus coûteux. L'uniformité de l'éclairage de certains panneaux EL se sont avérés moins qu'idéal pour la photométrie aussi l'utilisateur est encouragé à vérifier les leurs comme cela est indiqué dans l'annexe B.

4.4.3.5 Ecrans plats de moniteurs

Un écran d'ordinateur peut fournir une source d'illumination uniforme adaptée à la préparation des flats. Affichez un document blanc (par exemple, une feuille de document Word) et placez plusieurs feuilles de papier blanc entre l'écran et l'objectif de l'appareil photo pour réduire l'intensité et diffuser la lumière. Les poses doivent être de quelques secondes pour minimiser les effets du clignotement du rafraichissement de l'écran.

Tous les moniteurs ne sont pas adaptés. Certains possèdent une intensité inégale sur tout l'écran ou présentent des variations d'intensité selon l'angle de vision. Certaines personnes ont rapporté de mauvais résultats quand on utilise des objectifs à courte focale.

4.5 ISO et temps d'exposition

S'il existait une liste des questions les plus fréquentes sur la photométrie DSLR, alors celles impliquant les temps d'exposition, les réglages ISO, et l'assurance que les images sont de qualité photométrique occuperaient certainement les premières places. Choisir ces réglages nécessite une considération réfléchie à la fois des caractéristiques de bruit de votre appareil photo et des objectifs scientifiques que vous souhaitez accomplir. Dans cette section, nous expliquons le compromis soigneux entre la sensibilité et la précision et fournirons quelques lignes directrices pour des réglages optimaux.

4.5.1 Réglage ISO, erreur de quantification, et niveau dynamique

Choisir le bon réglage ISO est faire un choix entre deux maux. Comme discuté dans le chapitre 2, le réglage ISO ajuste simplement le réglage du gain de l'amplificateur utilisé pour lire les valeurs de pixels en sortie. On pourrait s'attendre à ce qu'un réglage ISO élevé soit l'idéal pour la photométrie, mais ce n'est pas toujours le cas. A un ISO élevé, l'appareil photo montrera des sources plus faibles,

mais cela amplifiera non seulement la lumière de l'étoile mais également le bruit. De plus, un ISO élevé réduit l'intervalle dynamique de l'appareil photo (l'intervalle de luminosité contenu dans une image). En conséquence, un ISO élevé limite l'intervalle de différences de magnitude que votre appareil photo est capable de détecter.

Inversement, à un faible réglage ISO, des petites différences dans la charge électrique se verront assigner la même valeur par l'ADC, et la précision du détecteur sera perdue. Cette dernière situation est appelée "erreur de quantification". L'erreur de quantification peut être facilement illustrée d'une façon non technique avec l'image suivante d'un ciel bleu clair sur une plage (voir figure 4.6). Nous savons par l'expérience quotidienne que la luminosité d'un ciel clair varie lentement le long d'un gradient. Cependant, si un appareil photo ne peut détecter des variations subtiles de luminosité, cela produira une image étrange dans laquelle le ciel aura l'apparence de "marche d'escalier", comme c'est le cas dans cette image.



Figure 4.6. Un gradient régulier d'un ciel bleu dans cette image est partagé en une série d'intervalles discrets dus à une erreur de quantification.

Cet artefact est plus que laid. Dans le contexte de photométrie DSLR, il dégrade aussi la valeur photométrique de l'image. L'image de la plage devrait utiliser des centaines d'intensité différentes pour représenter le ciel, mais ici, seules cinq sont utilisées, ce qui donne au ciel cet aspect irréaliste. (En fait, l'erreur de quantification se produit aussi avec un ISO élevé, mais dans ce cas, elle se produit car votre gain est si élevé que l'addition d'un seul électron signifie de multiples niveaux de l'ADU.)

Après quelques expérimentations, nous avons trouvé qu'un réglage ISO 200-400 doit donner un bon équilibre entre la précision et le bruit, avec des valeurs ISO plus basses (disons 100) préférables pour des étoiles plus brillantes. Alors, si votre sujet scientifique implique un large intervalle de magnitudes, vous adhérez probablement à l'extrémité inférieure de cet intervalle. De même, si vous observez un champ avec de nombreuses étoiles de magnitude voisine, un réglage ISO élevé peut être acceptable, tant que le réglage ISO plus élevé ne sature pas les étoiles.

4.5.2 Temps d'exposition, saturation, et non-linéarité

En photométrie DSLR, l'observateur doit s'assurer soigneusement que les images de l'appareil photo sont de qualité photométrique. Il est crucial que l'observateur soit capable d'identifier ces problèmes pendant que les données sont collectées. L'un de ces problèmes est de savoir comment régler une exposition de façon appropriée pour éviter les problèmes de saturation et de non-linéarité.

Comprendre le concept de linéarité nécessite une brève digression minimalement technique sur la façon dont les DSLRs détectent la lumière. Quand la lumière frappe un pixel dans le capteur, il crée une charge électrique dans le pixel qui est proportionnelle à l'intensité de la lumière. Ainsi, si l'étoile A est 2 fois plus brillante que l'étoile B, elle doit générer une charge électrique double dans les pixels qu'elle éclaire. Cependant, il existe une quantité maximale de charge que tout pixel peut contenir. Une fois qu'un pixel a atteint cette limite, il ne peut maintenir de charge additionnelle, et toute lumière additionnelle qui tombe sur lui ne provoque pas un accroissement correspondant dans la charge maintenue par ce pixel. Cela est appelé saturation. Dans un sens, une fois saturé, un pixel devient "aveugle" pour le reste de la pose et n'aura plus une réponse linéaire à la lumière. Cela n'endommage pas l'appareil photo, mais cela signifie qu'il est impossible d'obtenir une photométrie significative de l'étoile saturée. La photométrie des étoiles non saturées dans cette image n'est pas affectée. En pratique, alors, il est absolument essentiel de s'assurer que ni l'étoile cible, ni les étoiles de comparaison ne soient saturées.

Relié de près à la saturation, se trouve le concept de non-linéarité. Normalement, quand la lumière issue d'une source constante tombe sur un pixel, il y aura une relation linéaire directe entre le temps d'exposition (affiché sur l'axe X), et la charge électrique (l'intensité, affichée sur l'axe y). Par exemple, doubler le temps d'exposition double l'intensité d'un pixel donné. Cependant, pour les détecteurs de type CCD, quand le pixel approche de la saturation, la relation linéaire précédente devient hautement non-linéaire. Avec l'image d'une étoile presque saturée, par exemple, augmenter le temps d'exposition de 10% peut résulter simplement en une augmentation de 5% dans la charge (au lieu des 10% attendus). La non-linéarité est même plus dangereuse en photométrie car il est moins évident de la détecter que la saturation. Heureusement, les appareils photo DSLR actuels utilisent exclusivement des capteurs CMOS qui n'ont pas ce problème de non-linéarité que présentent les capteurs CCD.

Pourquoi doit-on se soucier de la saturation et de la non-linéarité ? La photométrie repose sur une présomption intuitive qu'il existe une relation linéaire directe entre (a) l'aspect lumineux sous lequel une étoile apparaît dans une image et (b) sa luminosité réelle. Une fois qu'un pixel perd sa réponse linéaire à la lumière, cette supposition s'effondre car les charges électriques maintenues par les pixels non linéaires/saturés ne correspondent plus à la luminosité vraie d'une étoile. Dans la figure 4.7, l'étoile A est une magnitude plus brillante que l'étoile B, mais une fois que l'étoile A devient saturée, la magnitude différentielle varie de 1 vers 0 – bien qu'aucune des étoiles n'ait changé de brillance réelle. Connaître le niveau d'intensité à partir duquel les pixels de votre appareil photo deviennent saturés, en conséquence, est important.

Le moyen le plus facile d'éviter les problèmes avec la saturation est simplement de garder l'intensité maximale pour la cible et les étoiles de référence en-dessous de 75% de la valeur maximale de votre appareil photo. Si vous avez un ancien appareil photo sur 12 bits, l'intensité maximale est 2^{12} ou 4096 comptages, aussi, vous devrez garder l'intensité en-dessous de 3100 comptages pour être tranquille.

Pour un appareil photo 14 bits, 12300 comptages sera une coupure sécurisée. Ces nombres sont très conservateurs mais permettent des changements dans les conditions d'observation, comme la turbulence ou la transparence, qui pourraient pousser une étoile à la saturation.

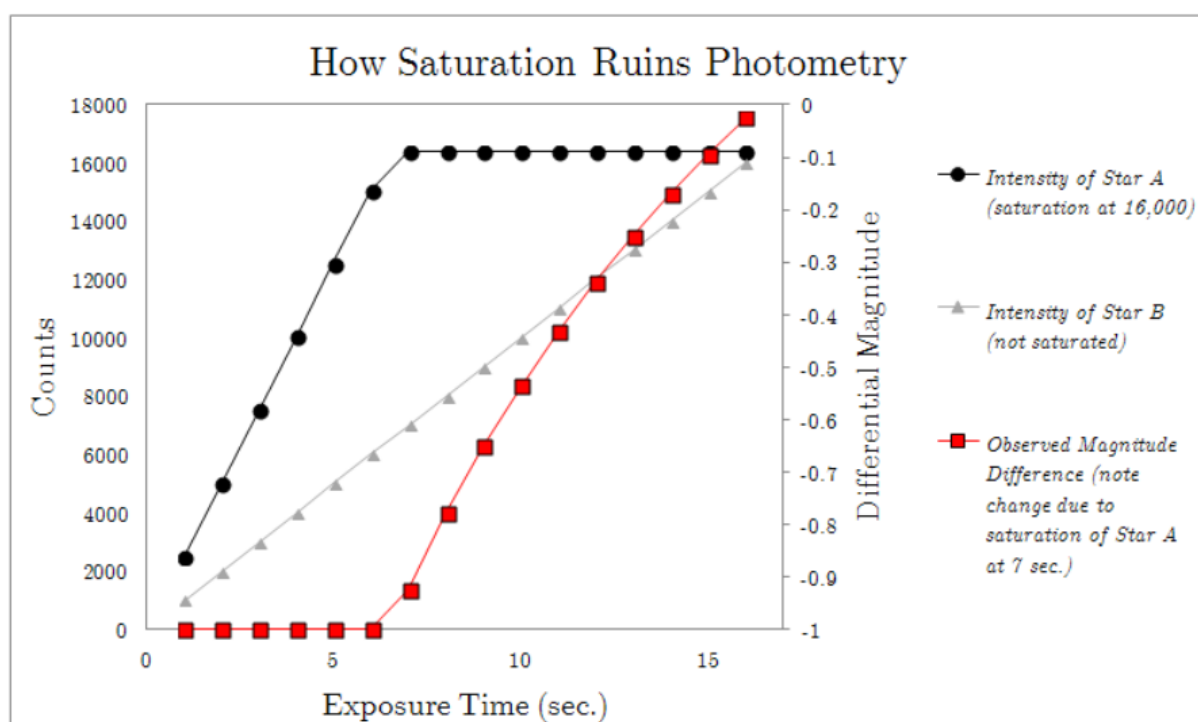


Figure 4.7. La supposition que la luminosité d'une étoile est liée aux comptages mesurés est violée une fois que l'étoile commence à saturer le détecteur. Ici, nous pouvons voir cet effet de saturation sur les comptages de l'étoile A.

Choisir les réglages ISO et les temps d'exposition peut être un processus gourmand en temps. Vous devez vous référer aux tables 3 et 4 au chapitre 2 pour quelques lignes directrices au départ, mais vos premières soirées de photométrie DSLR peuvent être mieux remplies en obtenant un sentiment d'avoir les meilleurs réglages d'appareil photo pour les objets qui vous intéressent.

4.6 Trouver et imager le champ

En premier, ceci est une des parties parmi les plus frustrantes de la courbe d'apprentissage, surtout si vous utilisez un trépied. C'est également là que l'expérience conduisant les observations visuelles paye réellement. Les mêmes problèmes que vous avez rencontrés pour trouver un champ visuellement s'appliquent aussi à la photométrie DSLR. La différence est que votre champ de vue sera plus petit. Voici quelques recommandations :

- Apprenez à utiliser des cartes d'étoiles pour trouver les champs visuellement et/ou avec des jumelles.
- Entraînez-vous avec des champs faciles à trouver.
- Localisez l'étoile brillante la plus proche de votre zone cible. Utilisez-la pour un alignement grossier.

- Regarder à travers un appareil photo qui pointe haut dans le ciel est difficile pour de nombreuses personnes. Envisagez d'acheter un chercheur à angle droit pour l'appareil photo.
- Achetez un chercheur à point rouge qui s'attache sur le sabot du flash de votre appareil photo. Prenez une exposition test et examinez-la sur votre appareil photo. Utilisez la caractéristique de zoom de votre appareil photo pour identifier les astérismes qui peuvent vous aider à un alignement plus précis.

4.7 Acquisition des données scientifiques et ficelles du métier

Avant d'approfondir ce chapitre, nous voulons réitérer quelques-uns des points principaux que nous avons développé ici qui vous aideront à obtenir la course d'observation la plus productive avec de bons (scientifiquement utiles) résultats.

Quand vous prenez des données scientifiques, assurez-vous de :

- Régler votre appareil photo sur le format RAW (fichiers .nef ou .nrw de Nikon et .cr2 ou .crw de Canon).
- Vérifiez que la date et l'heure de votre appareil photo est correcte. Si possible, réglez l'appareil photo sur le Temps Universel plutôt que sur le temps local.
- Défocalisez les étoiles légèrement pour qu'elles soient rondes et qu'elles occupent plusieurs pixels. Elles doivent être rondes et remplies complètement. Si elles commencent à ressembler à des beignets, vous êtes allés trop loin. Les images des étoiles peuvent être complètement différentes de chaque côté du foyer. Expérimentez pour savoir si avant ou après le foyer est le mieux pour votre objectif.
- Utilisez la vue Live pour vérifier le foyer et le cadre du champ, mais désactivez-la ensuite quand vous n'en avez plus besoin. La chaleur ambiante de l'affichage peut augmenter le bruit du capteur, la lumière générée peut diminuer votre vision nocturne, et peut inutilement augmenter votre consommation électrique, surtout si vous utilisez des batteries.
- Prenez les images avec un réglage ISO faible (généralement 100 – 200). Bien que des niveaux ISO plus élevés soient plus sensibles, ils souffrent d'une perte de précision.
- Désactivez toute réduction de bruit ou option de traitement d'image intégrée dans votre appareil photo.
- Désactivez toutes les options de nettoyage ultrasonique/automatique des optiques de votre appareil photo.
- Entraînez-vous à faire fonctionner votre appareil photo à l'intérieur avant de le faire à l'extérieur dans le noir.
- Restreignez-vous à un petit jeu de réglages ISO et diaphragmes pour minimiser les jeux de clichés de calibration.
- Réglez la balance des blancs sur "couleur du jour", bien que cela n'affecte en rien les images RAW.

Chapitre 5 : évaluation de l'image, traitement de l'image, et photométrie d'ouverture

5.1 Vue d'ensemble

Ce chapitre décrit génériquement comment traduire vos images scientifiques en une photométrie précise, une mesure calibrée de la luminosité d'une étoile variable à un moment spécifique dans le temps. Les étapes majeures dans le processus après l'acquisition de l'image sont (1) la vérification que toutes les images scientifiques et de calibrage sont adaptées à la photométrie, (2) l'application d'images de calibrage, l'enregistrement et l'empilage des images pour augmenter le rapport signal/bruit, (3) l'extraction des canaux individuels RGB des images, (4) effectuer la photométrie d'ouverture sur la cible et les étoiles de calibrage, et (5) effectuer les vérifications de la qualité finale. Veuillez noter que les étapes 2 et 3 dépendent des possibilités de votre logiciel de photométrie et peuvent devoir être inversées.

Avant de commencer, nous supposons que vous avez suivi les instructions pour acquérir les images dans le chapitre 4, et possédez un jeu complet d'images de calibrage en plus de vos images scientifiques. Pour résumer ce que vous avez en main, assurez-vous que vous disposez des éléments suivants :

- Un jeu complet d'images bias (temps d'exposition de 0 seconde), que vous transformerez en une image bias maître (vous devez disposer d'au moins 16 images et préférentiellement davantage).
- Un jeu complet d'images dark, que vous transformerez en une image dark maître (10 à 20 par temps d'exposition et réglage ISO)
- Un jeu complet de flat-field, que vous convertirez en une image flat-field maître (5 et préférentiellement davantage).
- Toutes vos images scientifiques.

Nous supposons que quand vous avez pris vos images scientifiques et de calibrage, vous avez utilisé des temps d'exposition appropriés pour fournir un signal suffisant mais éviter la saturation des étoiles d'intérêt. Comme part de ce chapitre, vous vérifierez que c'est en réalité le cas, mais nous ne discuterons pas ici de la façon d'acquérir les images.

Le test de la linéarité de l'appareil photo doit avoir été fait avant que vous commenciez à prendre des données régulièrement – vous le ferez pour chaque appareil que vous utiliserez et garderez des notes sur les résultats pour vos futures sessions d'observation. Vous devez aussi effectuer les tests soulignés dans les annexes A et B pour examiner les caractéristiques de bruit de votre caméra, et évaluer si vous avez des clichés de flat utilisables.

5.2. Préliminaires de traitement et évaluation de l'image

Avant de réduire n'importe quelle donnée, il est préférable de vérifier quelques images pour s'assurer qu'elles sont adaptées à la photométrie. La première chose à faire doit être simple : vérifier que vos images ont le type d'image et l'en-tête d'information corrects.

5.2.1 En-tête de l'image :

Avant de prendre vos images, vous avez choisi les réglages de l'appareil photo que vous désiriez utiliser (temps d'exposition, réglage ISO, réglage de la balance des couleurs, type du fichier). Examiner l'en-tête de votre image réduite et confirmez ce que vous avez fait, en vérité, obtenez ce que vous projetiez. (Il n'est pas rare de projeter un diaphragme de f/4, mais dans la nuit froide et sombre, de prendre une autre valeur...)

5.2.2 Format de l'image originale :

Confirmer que votre image originale était en format "RAW" (l'extension de fichier est généralement .CR2 pour les appareils photo Canon et .NEF pour les appareils photo Nikon). Vous ne pouvez pas faire de photométrie utile avec le format JPEG (.JPG). Votre logiciel de traitement d'image peut convertir le fichier RAW en une image au format FITS. Cela est prévu, et constitue une conversion de fidélité totale qui conserve toute l'information de l'image originale.

5.2.3 Date et Heure de l'image :

Confirmer que l'estampillage du temps indiqué dans l'en-tête de votre image soit correct. L'image brute doit avoir un estampillage qui enregistre précisément le temps auquel l'image a été prise. Attention aux erreurs de réglage de l'horloge de votre appareil photo, au changement d'heure d'été, et du changement de date à minuit.

La plupart des appareils photo enregistre le temps au moment où l'obturateur a été déclenché, c'est-à-dire au début de la pose. Votre programme de traitement d'image peut ajuster le temps de l'image, ou ajouter un autre mot-clé, afin que le temps enregistré dans l'en-tête de l'image calibrée corresponde au milieu de la pose :

$$T_{\text{réduit}} = T_{\text{début}} + 0,5 * T_{\text{exposition}}).$$

La plupart des programmes d'analyse photométrique et de traitement d'image astronomique essayent aussi de traduire le temps de l'image en temps Universel (TU) en se basant sur l'information que vous avez donné au programme à propos de votre zone de temps. Il est intéressant de vérifier deux fois que cela a été fait correctement, au moins les premières fois où vous utilisez le programme, pour être sûr que le temps enregistré de l'image est correct.

La plupart des programmes de traitement d'image calculent aussi la date Julienne qui correspond au milieu de la pose de l'image. C'est le temps préféré pour rapporter votre photométrie et soumettre vos données à l'AAVSO. A nouveau, il est judicieux de vérifier que votre programme fait cela correctement les premières fois que vous l'utilisez, ou si vous changez des réglages reliés au temps dans le logiciel ou dans votre appareil photo.

5.3 Application des images de calibrage, co-enregistrement, empilage, et binning

La calibration est nécessaire pour corriger le vignetage et les ombres des poussières, la sensibilité inégale des pixels et les sources diverses de bruit. Les clichés maitres de calibration doivent être appliqués dans l'ordre suivant pour s'assurer que les effets systématiques soient correctement retirés.

1. Créer des clichés maitres de bias, dark et flat.
2. Soustraire le bias maitre à la dark maitre, à la flat maitre et à tous les clichés scientifiques.
3. Soustraire la dark maitre à tous les clichés scientifiques (mais pas à la flat maitre car les poses de flat sont en général de quelques secondes et donc une correction d'obscurité n'est pas nécessaire).
4. Diviser la flat maitre normalisée dans tous les clichés scientifiques.

Votre logiciel de traitement d'image possèdera quelque méthode intégrée pour appliquer les images de calibrage à vos images scientifiques. En termes simples, les images bias et dark sont soustraites d'une image (car les effets du bias et du courant d'obscurité sont un fond ajouté à un signal), et ainsi le logiciel retire les comptages dans chaque pixel dans une image bias ou dark du pixel correspondant dans l'image à laquelle la correction est en train d'être appliquée.

Le flat-field, d'un autre côté, est une correction multiplicative, car les différences dans l'éclairage du champ causent à un pourcentage du flux moyen d'être transmis par unité de temps, et le pourcentage varie avec la position dans le plan focal. Le logiciel normalise le flat-field afin que la valeur du pixel moyen soit 1000, et divise ensuite chaque valeur de pixel de l'image scientifique par la valeur normalisée du flat-field correspondant. Par exemple, si un pixel donné dans un flat-field est à 97% de la valeur moyenne, vous divisez ce pixel dans l'image scientifique par 0,97. A nouveau, votre logiciel doit faire tout cela en tâche de fond ; typiquement, vous aurez seulement besoin de dire au logiciel les noms des images bias, dark et flat-field, puis de suivre les instructions fournies par votre logiciel pour appliquer chaque correction.

5.3.1 Alignement et compositage

Pour la plupart des projets de photométrie DSLR, les étoiles cibles sont d'une luminosité suffisante pour être facilement enregistrées sur chaque exposition, cependant, dans certains cas (pour des sources faibles), il peut être nécessaire d'aligner d'abord et d'empiler ensuite (co-addition) vos images pour augmenter le rapport signal/bruit efficace de chaque source. Les logiciels de photométrie les plus modernes ont une fonctionnalité pour effectuer ces opérations (quasiment) automatiquement. Pour les images RAW, il est important de séparer d'abord les canaux colorés RGB de chaque image avant d'aligner et de composer les images monochromes, sinon le mélange des canaux colorés peut se produire.

Il existe plusieurs méthodes pour aligner les clichés individuels, certaines produisant des images très esthétiques mais elles peuvent dégrader l'information photométrique. Quand il aligne des images photométriques, votre logiciel doit utiliser des étapes par pixel entier ou une méthode d'interpolation d'intensité linéaire pour des décalages sous-pixels.

De la même façon, il existe plusieurs méthodes de composer les clichés alignés. Le compositage médian est recommandé pour la photométrie car les événements transitoires comme les traces de satellites ou les rayons cosmiques affectant une ou quelques clichés n'affecteront pas négativement l'image composite finale.

Si vous empilez vos images, assurez-vous d'examiner les images résultantes de façon critique. Vérifiez que les images sont correctement alignées avant de les empiler. Après l'empilage, examinez l'en-tête de l'image et vérifiez que l'estampillage du temps est cohérent. Idéalement, il sera automatiquement ajusté sur le temps moyen du groupe d'images.

5.3.2 Binning

Comme l'empilage, le binning est une procédure optionnelle. Le binning combine le signal dans plusieurs pixels voisins pour créer une image qui est plus petite en taille, mais avec un rapport signal/bruit légèrement plus élevé dans chaque pixel. La plupart des logiciels de photométrie possède cette fonctionnalité intégrée, mais tous les logiciels ne prennent pas en compte de façon correcte la nature de la zone de Bayer des données DSLR. Cela peut entraîner un mélange des données des pixels voisins R, V et B rendant l'image inutilisable pour la photométrie. Vous devez vérifier la documentation de votre logiciel avant de procéder au binning, et comprendre ce qu'il fait pour éviter une conduite non désirée.

Pour éviter ces problèmes, séparez en premier les canaux colorés RGB de chaque image (section 5.4) avant d'effectuer le binning.

5.4 Extraction des canaux RGB

Comme discuté dans le chapitre 2, les appareils photo DSLR possèdent une zone de pixels qui est recouverte de pigments rouges, verts et bleus. Ce motif fixe appelé zone de Bayer, est une propriété fondamentale des appareils photo DSLR. Pour l'analyse photométrique, il est plus courant d'extraire les images des canaux de couleur individuelle et de travailler avec eux, un à la fois. Fréquemment, seul le canal vert est utilisé en photométrie SLR car il correspond le plus au filtre astronomique V. Cependant, une photométrie utile peut aussi être effectuée sur les canaux R et B.

Le processus de séparation des pixels verts des pixels rouges et bleus est quelquefois appelé "deBayering" (du fait qu'il démêle le masque de Bayer et qu'il sélectionne les pixels d'une seule couleur) n'est pas tout à fait correct. Débayeriser se réfère au processus de produire une image couleur (chaque pixel ayant des valeurs ADU pour les canaux R, G et B) à partir de l'information encodée dans une image RAW en niveau de gris. Nous voulons séparer les canaux colorés R, G et B de l'image RAW en niveaux de gris, un processus appelé séparation des couleurs. Les images résultantes sont aussi en niveaux de gris.

De nombreux logiciels modernes de photométrie sont capables d'extraire les canaux colorés individuels des images RAW, bien qu'ils fassent la procédure de façon différente. Par exemple, AIP4Win peut être configuré pour extraire les deux canaux verts et les présenter comme une image unifiée de la même taille que l'image initiale, en interpolant entre les pixels. Inversement, MaxIm DL extrait chaque canal vert séparément. La meilleure procédure consiste à extraire les deux canaux verts, de les ajouter ensemble, et d'effectuer la photométrie sur l'image résultante. Assurez-vous de vérifier

que l'étoile cible et l'étoile de comparaison ne sont pas saturées dans les images originales ou résultantes.

Vous pouvez effectuer la séparation des couleurs de vos images avant ou après le calibrage de l'image. L'ordre n'a pas d'importance tant que les données (images de calibrage et images scientifiques) sont traitées de façon identique.

5.5 Evaluation post-calibrage

Maintenant que vous avez pris vos images et que vous les avez calibrées (comme décrit ci-dessus), c'est une bonne idée d'examiner de façon critique quelques images pour s'assurer qu'elles sont capables de fournir une bonne photométrie. Votre programme de traitement d'image possèdera des instructions spécifiques sur la façon d'interroger vos images pour accomplir cette évaluation. Les éléments à vérifier sont :

5.5.1 La taille et la forme de vos images d'étoiles

Généralement, un logiciel de photométrie espère trouver des images d'étoiles rondes ou légèrement elliptiques. Une élongation excessive (trainée) nécessite des ouvertures de mesure plus grandes qui introduisent plus de bruit. Quand on utilise une monture sans suivi, les expositions doivent être gardées assez courtes pour minimiser la trainée. Une monture robuste minimisera les artefacts d'image induits par les vibrations.

Votre logiciel de traitement d'image doit être capable de vous montrer le profil d'intensité de vos images d'étoiles (sous forme de graphique). Il faut qu'ils ne soient pas trop larges et pas trop étroits. La mesure basique de la largeur d'un profil d'étoile est la valeur FWHM (pleine largeur à mi-hauteur du maximum) La FWHM des étoiles sur votre image RAW (avant le calibrage et le deBayering) ne doit pas être inférieure à 8-10 pixels. La raison pour cela est de s'assurer que votre image d'étoile est bien échantillonnée dans les quatre canaux colorés.

Considérez l'expérience suivante. Si le foyer était suffisamment pointu, toute la lumière tomberait sur un seul pixel, peut-être le rouge. Les pixels vert et bleu voisins n'enregistreraient aucune intensité. La photométrie d'une telle image indiquerait de manière erronée que l'étoile est brillante dans le rouge mais très faible dans le vert et le bleu. Dans la pratique, les images d'étoiles focalisées ne sont pas de simples points de lumière, au lieu de cela, elles possèdent une distribution gaussienne d'intensité symétrique de forme circulaire (approximativement) s'éteignant rapidement au niveau du fond de ciel en quelques pixels (Figure 5.1). La plus grande partie de la lumière stellaire tombe sur un seul pixel mais une intensité est enregistrée dans les pixels avoisinants. La photométrie de l'image indiquerait une brillance excessive dans la couleur du pixel central et une brillance dégressive dans les couleurs des pixels voisins.

Si l'image de l'étoile dérive sur le capteur dans le temps dû à un suivi imparfait, le pic central se déplace sur plusieurs pixels. En conséquence, la brillance relative dans chaque couleur change selon la couleur du pixel sur lequel le centroïde tombe. La figure 5.2 montre les magnitudes BVR mesurées de Nova Centauri 2013 (V1369 Cen) à partir d'une série un peu trop focalisée enregistrée le 12 Février 2014. Les courbes de lumière en B et R montrent des oscillations dues à la dérive et à l'erreur périodique de l'entraînement de la monture. La courbe de lumière en V montre uniquement une oscilla-

tion de très faible amplitude car les deux canaux verts sont moyennés ensemble, en annulant quasiment leurs oscillations individuelles.

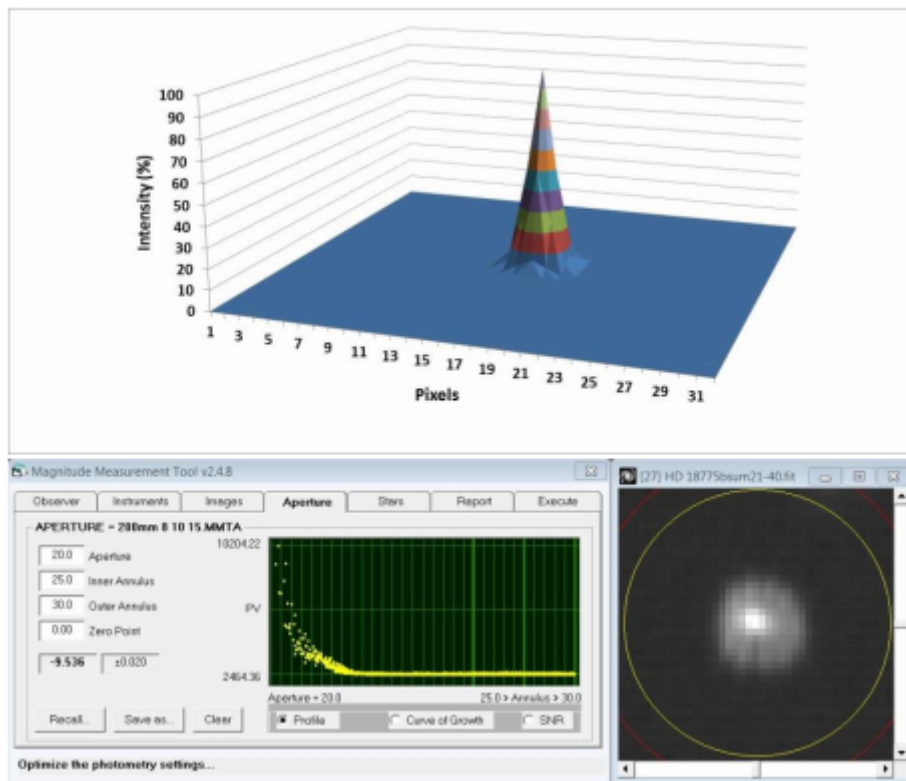


Figure 5.1. En haut : Distribution synthétique d'intensité Gaussienne représentant l'image d'une étoile finement focalisée avec une FWHM = 2 pixels. En bas : (à gauche) Tracé du profil montrant le cœur brillant et la jupe large de l'image d'une étoile défocalisée (à droite). (Mark Blackford)

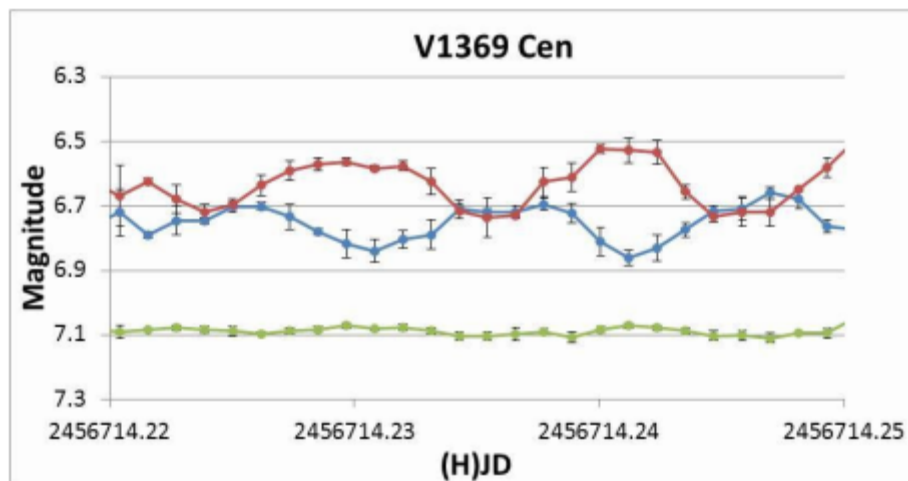


Figure 5.2. Courbes de lumière de Nova Cen 2013 (V1369 Cen) en B (ligne bleue), V (ligne verte) et R (ligne rouge) obtenues à partir d'images enregistrées avec une défocalisation insuffisante. Les oscillations sont un artefact de la zone de Bayer, de l'erreur périodique de la monture et de la dérive due à un alignement polaire imparfait. (Mark Blackford)

Les expériences et la simulation indiquent que les images d'étoile doivent être défocalisées jusqu'à une FWHM d'au moins 8 pixels pour éviter les problèmes d'échantillonnage (Variable Stars South Newsletter, Janvier 2015, page 17).

Est-ce que vos images d'étoiles peuvent être trop larges ? En général, des étoiles beaucoup plus larges que 30 pixels peuvent être difficiles à manipuler pour votre logiciel de photométrie. De même, quand les images deviennent plus larges, il existe un risque élevé que la lumière d'une étoile ne s'étale, et ne fausse l'estimation de luminosité de ses voisines. Aussi, vérifiez la FWHM de votre étoile cible, et des étoiles de comparaison et de vérification, et confirmez qu'elles sont assez larges pour être bien échantillonnées, et aussi assez petite pour placer de façon sûre votre ouverture de mesure photométrique autour de l'étoile, pour collecter toute sa lumière. Choisissez une ouverture de mesure photométrique qui est adaptée à vos étoiles.

Votre logiciel de photométrie peut avoir un outil pour tester l'effet d'ajuster la taille d'ouverture à la fois sur le flux mesuré et le rapport signal/bruit (par exemple, l'outil de photométrie MMT d'AIP4Win). Pour commencer, vous pouvez choisir un diamètre de 2,5 à 3 fois la FWHM pour faire rapidement une photométrie raisonnable, mais notez que pour un travail plus en détail, il faut une certaine science pour sélectionner l'ouverture optimale de mesure. Voir la section 5.6.1 ci-dessous.

5.5.2 Valeur ADU maximale et rapport signal sur bruit

Les images de l'objet, des étoiles de comparaison, et des étoiles de vérification doivent être assez brillantes pour présenter un bon rapport signal sur bruit, mais pas trop pour ne pas être saturées. Placez une ouverture de mesure photométrique sur chaque étoile (cible, comparaison et test) à tour de rôle, et examinez deux paramètres : la valeur ADU maximale, et le rapport signal sur bruit. La valeur ADU maximale doit se situer en-dessous du point de saturation de votre appareil photo. Si les images sont saturées, alors, la seule ressource est de reprendre les images, après avoir fait une correction pour réduire la valeur ADU maximale. Les réglages possibles incluent une exposition plus courte, une ouverture plus petite ou faire une défocalisation plus importante pour étaler la lumière sur plusieurs pixels. Les images scientifiques calibrées ont une valeur ADU de saturation plus faible que les images RAW car l'offset systématique (1024 ou 2048 ADU) a été soustrait quand la correction de bias a été faite.

A propos, cette demande de rester en dessous de la limite de saturation du capteur de votre caméra constitue l'une des plus profondes différences entre la prise d'images artistiques des objets célestes et la prise d'images scientifiques : Les images scientifiques apparaissent généralement fades et délavées comparées aux images artistiques où les étoiles sont généralement saturées pour rendre la scène plus visible et plus agréable.

5.5.3 Mélange avec une étoile du fond du ciel

S'il y a une étoile du fond qui est si proche de votre étoile cible (ou de comparaison ou de vérification) qu'elle est totalement ou partiellement à l'intérieur de votre ouverture de mesure, la lumière de cette étoile viendra fausser votre photométrie. En conséquence, examinez de façon critique, la région proche de vos étoiles à la recherche d'une étoile du fond - même si elles sont faibles. Notez l'emplacement des étoiles du fond potentiellement interférentes, et essayez de sélectionner un diamètre d'ouverture qui les exclura.

Il est également utile d'examiner une carte d'étoile (ou un programme de planétarium) de votre champ pour voir s'il existe des étoiles de fond à moins de 5 magnitudes de luminosité de vos étoiles en cours de mesure. Vous pouvez ne pas être capable de les voir sur votre image, mais s'il y en a une, sa lumière s'ajoutera à votre ouverture de mesure. L'approche préférée à ce type de situation consiste à les garder en dehors de votre ouverture de mesure. Si cela n'est pas possible, alors notez dans votre rapport l'existence de cette étoile du fond à l'intérieur de votre ouverture de mesure.

Le problème des étoiles du fond sera un peu plus fréquent dans le cas d'images d'étoiles défocalisées intentionnellement (ce qui est une bonne pratique pour obtenir une FWHM suffisamment large), et dans le cas d'images non guidées (qui donnent des petites traînées d'étoiles au lieu d'étoiles rondes). Si une étoile du fond est séparée de votre étoile cible, mais que sa traînée entre dans la fenêtre de mesure, vous devez être capable d'éviter cela en utilisant des poses plus courtes, et en les empilant après le calibrage (pour retrouver le rapport signal/bruit qui a été perdu en utilisant une exposition courte).

5.5.4 Uniformité du fond du ciel :

Examinez l'image calibrée entière pour deux aspects de qualité subjectifs : la planéité du fond du ciel et les cirrus. Ajustez le contraste de l'image pour mettre en évidence de très faibles différences de brillance, voyez-vous la présence d'anneaux dus à la présence de poussière sur les surfaces optiques ou un vignetage significatif non corrigé (ce qui indiquerait que quelque chose s'est mal passé pendant la prise du flat) ? Si cet effet est apparent, et que la variation ADU est plus grande que quelques pourcents du comptage ADU de l'étoile, alors vous devez en rechercher la raison, et refaire votre flat.

L'autre non-uniformité d'image à rechercher se trouve dans le ciel lui-même. De fins cirrus ou des traînées d'avions qui n'étaient pas visibles à l'œil nu peuvent afficher un motif variable de transparence du ciel dans votre image. Cet effet est plus susceptible d'être vu, et sera un problème, avec les images à champ large, comme celles prises en utilisant des objectifs standards (focales de moins de quelques centaines de mm). Avec les champs étroits des télescopes, le champ de vue est généralement si étroit qu'il n'existe pas de variation significative de l'extinction et de la transparence du ciel.

Si le problème est dû à une traînée d'avion et qu'elle ne passe pas près d'une étoile importante pour vous, vous pouvez l'ignorer. Si le problème est dû à un fin cirrus, attendez-vous à quelques fluctuations qui y sont reliées dans votre photométrie. Selon l'objectif et votre projet, l'évidence d'un cirrus peut nécessiter que vous soyez au courant de l'effet et que vous examiniez de façon critique la photométrie résultante à la lumière des conditions du ciel inconstantes ou –au pire – de mettre vos images de côté et de réessayer la nuit suivante.

Combien d'images devez-vous examiner ? Cela dépend à un certain degré de votre programme d'observation. Si vous étudiez une étoile dont la luminosité varie très lentement (disons une Mira dont les fluctuations s'étendent sur plusieurs mois), vous pouvez simplement prendre une paire d'images à un moment donné de la nuit. Dans ce cas, n'examinez de façon critique qu'une seule image. A l'opposé, supposons que vous étudiez une binaire à éclipses dont la période est de quelques heures. Alors, vous prendrez des images espacées de quelques minutes durant la nuit. Durant cette session qui dure toute la nuit, beaucoup de choses peuvent changer en dehors du changement de luminosité de votre étoile cible. Aussi, sélectionnez trois images à examiner de façon critique – une prise au début de la session, une près du milieu, et une près de la fin de la session. Votre évaluation critique vous

montrera si le jeu complet d'images est OK, et – si quelque chose a changé de façon drastique pendant la nuit – cela vous donnera quelques indices sur ce qu'il s'est passé et pourquoi, afin que vous puissiez prendre des actions préventives la nuit suivante. (Par exemple, si vos étoiles se défocalisent pendant la nuit, alors la focalisation de votre objectif peut varier avec la direction de pointage ou avec la température).

Au cours de vos premières nuits, et de vos premiers projets, en effectuant cette évaluation critique de vos images, vous en apprendrez un peu sur votre appareil photo et ses réglages et sur les choix d'imagerie qui sont les plus adaptés à votre cible et votre projet. Vous devez garder un carnet de notes avec les réglages de l'appareil photo, de l'objectif utilisé, et d'autres facteurs, ainsi que des notes sur la qualité de l'image résultante. En peu de temps, vous serez capable de vous concentrer sur le meilleur jeu de paramètres (surtout le temps d'exposition) pour chaque cible, basé sur la magnitude de l'étoile cible et des autres étoiles, l'objectif ou télescope utilisé, et les conditions typiques de votre lieu d'observation.

Maintenant que les images scientifiques sont calibrées, l'étape suivante consiste à mesurer le signal reçu de l'objet, des étoiles de comparaison, et des étoiles de vérification. La façon dont cela est accompli est détaillé dans le chapitre 6.

Chapitre 6 – Photométrie – De la mesure à la magnitude

Il existe deux façons de faire de la photométrie, la première par fonction de répartition par points (PSF) et la deuxième par soustraction d'image. Les deux sont rarement incluses dans les packages commerciaux d'analyse photométrique, mais sont utilisées dans la communauté professionnelle. Ainsi, vous pouvez vous référer à la photométrie effectuée par un package appelé "DAOPHOT". Il s'agit d'un package PSF très puissant (et très compliqué) développé dans les années 1980 par Peter Stetson au Dominion Astrophysical Observatory. Les avantages de ces méthodes sont qu'elles fonctionnent dans les champs chargés où les images des étoiles cibles peuvent se confondre avec des étoiles voisines, ou il est difficile voire impossible de mesurer le fond du ciel sans interférer avec des étoiles faibles voisines. Ces deux méthodes sont au-delà de la portée de ce manuel.

La méthode que nous allons exposer est appelée photométrie d'ouverture et c'est de loin la technique la plus courante utilisée par les amateurs comme par les professionnels.

6.1 Photométrie d'ouverture

Dans la photométrie d'ouverture, trois cercles concentriques sont dessinés autour de l'objet et des étoiles de comparaison et de vérification (Figure 6.1). La zone à l'intérieur du cercle interne est l'ouverture de mesure. L'espace entre le premier et le second cercle est appelé "gap", et la zone entre les deux cercles externes est appelé l'anneau de ciel, ou ouverture de ciel.

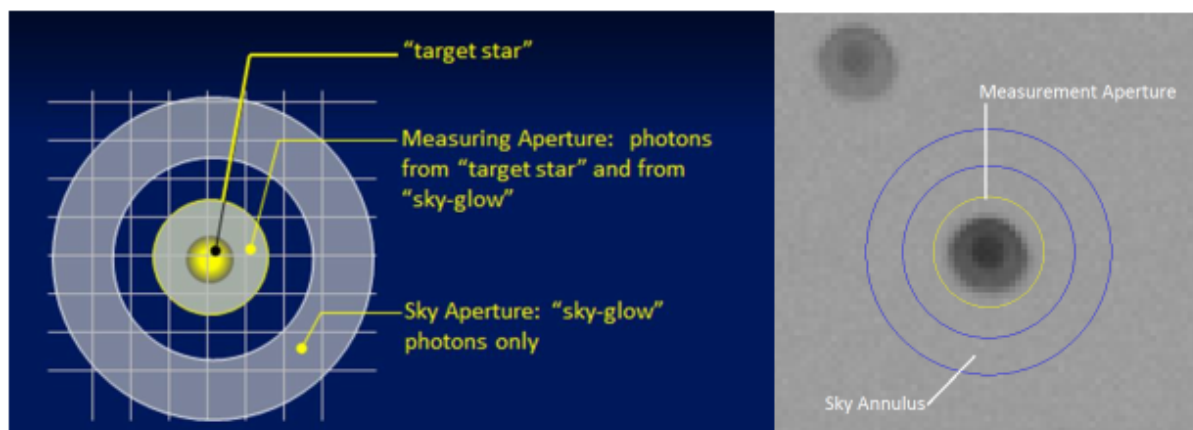


Figure 6.1. Gauche : Schématique et **Droite** : partie agrandie montrant les divers anneaux positionnés sur l'étoile à mesurer. (Robert Buchheim et Mark Blackford).

Le logiciel de photométrie nécessite que l'utilisateur précise les rayons des trois cercles et identifie les étoiles à mesurer, généralement en cliquant sur chaque étoile sur une image de référence. Le programme détermine la position du centroïde (centre de l'image de l'étoile) et dessine les cercles autour du centroïde.

Pour chaque étoile, le programme calcule le comptage ADU total à l'intérieur de l'ouverture de mesure (qui inclut l'étoile et le fond du ciel) et la valeur moyenne ADU dans l'anneau de ciel, en prenant

en compte les pixels partiels où les pixels carrés du capteur sont bissectés par les ouvertures circulaires (Figure 6.1 gauche). Comme les images sont volontairement défocalisées, chaque étoile occupera de nombreux pixels (Figure 6.1 droite).

6.1.1 Sélection de la taille de l'ouverture

Le rayon de l'ouverture de mesure, généralement défini en pixels, doit être le même pour toutes les étoiles que vous mesurez dans votre image. Le rayon est réglé afin qu'il contienne la grande majorité du signal de l'étoile tout en minimisant la quantité de signal venant des autres sources comme le fond de ciel et les étoiles du fond de ciel. Une bonne méthode de sélection du rayon d'ouverture approprié consiste à tracer le profil d'intensité de l'étoile la plus brillante à mesurer en utilisant les outils trouvés généralement dans le logiciel de photométrie (par exemple l'outil Window Tool dans MaxImDL). La figure 6.2 montre le profil de l'étoile dans la figure 6.1, vous pouvez voir que l'intensité de l'étoile chute jusqu'au niveau du fond de ciel dans un rayon de 9 pixels ; donc c'est le bon rayon à choisir.

Il est important de voir graphiquement le profil d'intensité et non d'estimer simplement en regardant l'image de l'étoile affichée car l'intensité affichée peut être modifiée pour donner une image plus plaisante sur l'écran de l'ordinateur mais elle donne une fausse impression sur la largeur réelle de l'image de l'étoile.

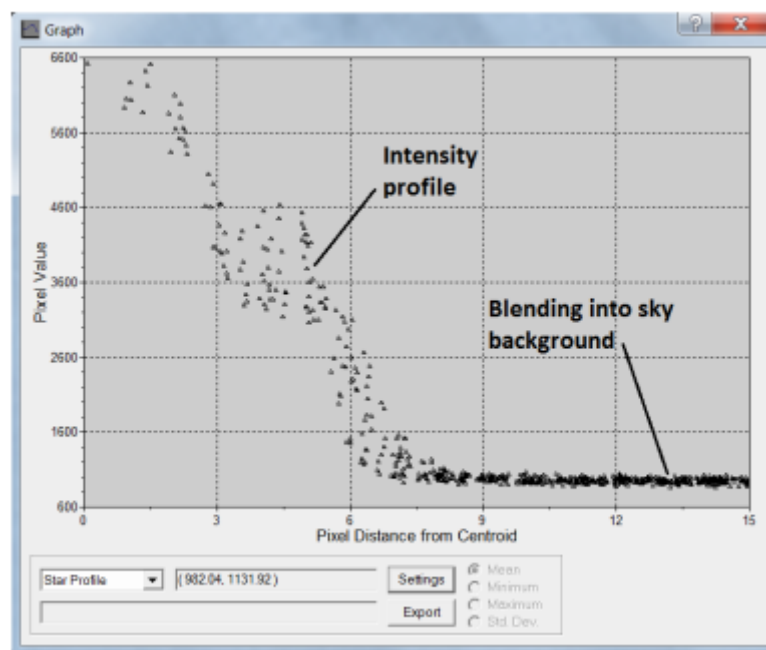


Figure 6.2. Profil graphique de l'étoile cible montrée figure 6.1 obtenu en utilisant l'outil Graph Window dans MaximDL. (Mark Blackford)

Si votre logiciel ne peut donner un profil d'étoile graphique, il doit au moins être capable de déterminer la FWHM de l'image de l'étoile. Une règle générale utile consiste à régler le rayon de l'ouverture à 1,2 à 1,5 fois la FWHM de la plus grande image d'étoile. Il est préférable d'opter pour la taille la plus grande, surtout si vous prenez vos images à partir d'une monture sans suivi comme un simple trépied. En augmentant la taille de l'ouverture de mesure, le rapport signal sur bruit s'élève jusqu'à un pic puis chute car aucun signal additionnel n'est reçu de l'étoile, mais le bruit présent dans les pixels

supplémentaires se rajoute (Figure 6.3 à droite). Le rapport signal sur bruit du pic correspond au rayon de 6,5 pixels qui est plus petit que les 8,3 pixels de la FWHM et en conséquence une quantité significative de la lumière de l'étoile n'est pas collectée. Il vaut mieux échanger une petite quantité de rapport signal sur bruit avec la collection complète de la lumière de l'étoile.

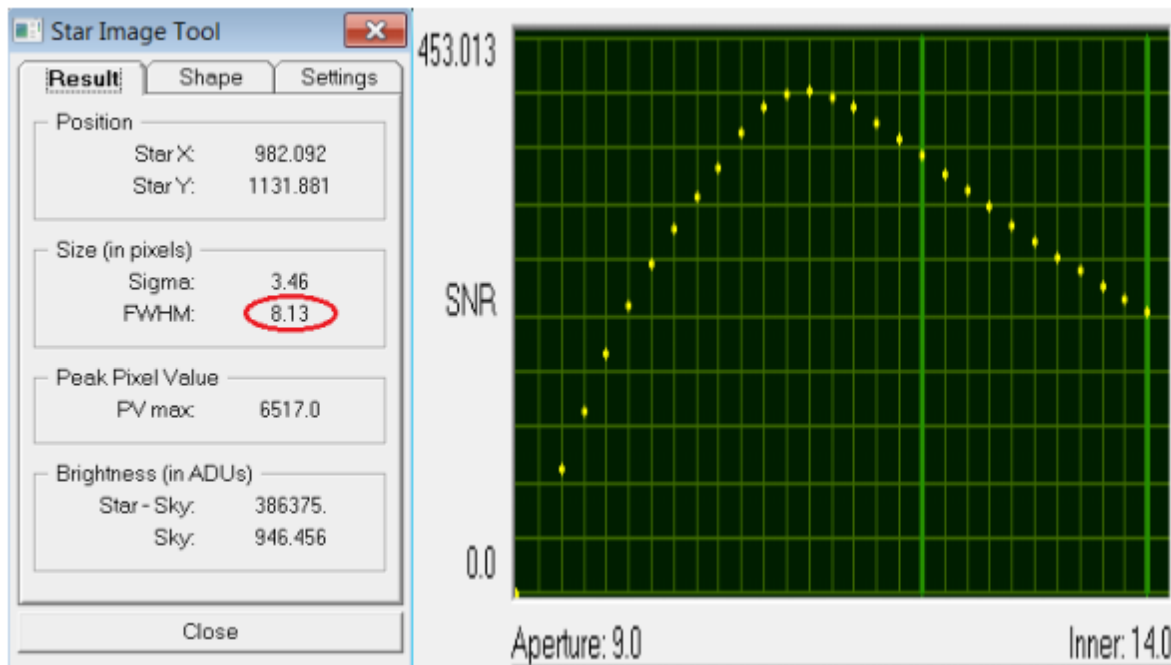


Figure 6.3. Gauche : Valeurs mesurées de l'étoile cible obtenues en utilisant l'outil Star Image avec AIP4Win. Le rayon de l'ouverture de mesure était de 9 pixels et ceux des autres anneaux de 14 et 20 pixels. **Droite :** Rapport signal sur bruit comme fonction du rayon de l'ouverture de mesure, à 9 pixels, SNR $\approx$ 360. (Mark Blackford).

6.1.2 Sélection de la taille et de la position de l'anneau

L'anneau de ciel est utilisé pour déterminer l'intensité moyenne du pixel du fond de ciel au voisinage de l'étoile en cours de mesure. Son rayon intérieur doit être réglé de plusieurs pixels plus grand que celui de l'ouverture de mesure pour s'assurer que toute intensité résiduelle de l'étoile est complètement exclue de l'anneau de ciel. Comme le fond de ciel sera calculé à partir de la moyenne d'un nombre de pixels dans l'anneau, un nombre significatif de pixels doit être inclus dans l'anneau. Au minimum, il doit contenir le même nombre de pixels que l'ouverture de mesure et préférablement plus. Vous pouvez régler cela en modifiant le rayon extérieur de l'anneau.

Quand cela est possible, vous essayerez aussi d'éviter d'avoir trop d'étoiles du fond de ciel à l'intérieur de l'anneau. La plupart des bons logiciels de photométrie compenseront dans le cas de quelques faibles étoiles du fond de ciel mais la meilleure pratique consiste à les éviter si possible. Un logiciel de photométrie demande généralement à ce que les rayons de l'anneau de ciel soient les mêmes pour toutes les étoiles à mesurer dans l'image.

Après avoir défini l'ouverture de mesure et les rayons de l'anneau de ciel, l'étape suivante consiste à identifier dans l'image calibrée les étoiles à mesurer. Les programmes de photométrie permettent de choisir une ou plusieurs étoiles cibles, une ou plusieurs étoiles de comparaison, et une ou plusieurs étoiles de vérification dans chaque image, et d'effectuer tous les calculs qui s'y rattachent. La sortie de la photométrie d'ouverture est simplement un comptage du nombre d'ADUs générés par les pho-

tons provenant des étoiles en cours de mesure après soustraction des comptages ADUs dus à la brillance du ciel. Cette valeur est appelée ADU de l'étoile.

6.2 Magnitudes instrumentales, différentielles et standardisées

6.2.1 Magnitudes instrumentales

L'unité traditionnelle de brillance stellaire est appelée magnitude qui est une échelle logarithmique, alors que les valeurs ADU sont une échelle linéaire. Un logiciel de photométrie convertit l'ADU d'une étoile en magnitudes instrumentales en utilisant l'équation suivante :

$$\text{Magnitude instrumentale} = -2,5 \log_{10}(\text{ADU de l'étoile}) \quad [\text{Eq. 6.1}]$$

Les magnitudes instrumentales sont spécifiques à l'appareil photo et à l'objectif utilisés pour enregistrer les images et aux conditions dans lesquelles elles ont été enregistrées (par exemple, temps de pose, ouverture, ISO, conditions atmosphériques, etc.). Elles ne peuvent être comparées directement avec les magnitudes instrumentales dérivées d'autres observateurs ou même le même observateur sous d'autres conditions. De plus, des logiciels de photométrie différents peuvent donner des magnitudes instrumentales différentes à partir des mêmes images calibrées car ils utilisent un point zéro instrumental différent. Cependant, c'est la différence de magnitude entre l'étoile variable et l'étoile de comparaison qui est importante, et non la magnitude instrumentale absolue.

6.2.2 Magnitudes différentielles

La magnitude différentielle, Δmag , se calcule en soustrayant la magnitude instrumentale de l'étoile de comparaison, $c_{mesurée}$, de la magnitude instrumentale de l'étoile variable cible, $v_{mesurée}$.

$$\Delta mag = V_{mesurée} - c_{mesurée} \quad [\text{Eq 6.2}]$$

Dans ce manuel, les magnitudes instrumentales sont notées avec des lettres minuscules. Ainsi, pour les canaux bleu, vert et rouge, nous avons :

$$\Delta b = V_{mesurée\ b} - c_{mesurée\ b} \quad [\text{Eq 6.3}]$$

$$\Delta v = V_{mesurée\ v} - c_{mesurée\ v} \quad [\text{Eq 6.4}]$$

$$\Delta r = V_{mesurée\ r} - c_{mesurée\ r} \quad [\text{Eq 6.5}]$$

Δmag peut aussi être déterminée directement à partir des valeurs ADU de l'étoile :

$$\Delta mag = -2,5 \log_{10}(\text{ADU}_{cible} / \text{ADU}_{comparaison}) \quad [\text{Eq 6.6}]$$

De toute évidence, la magnitude différentielle dépend de l'étoile de comparaison utilisée, il s'agit simplement de la brillance de la cible relativement à l'étoile de comparaison constante. Pour certains projets photométriques, cela est suffisant, par exemple, pour déterminer les heures des minima des étoiles binaires à éclipses, ou la période rotationnelle des astéroïdes.

6.2.3 Magnitudes standardisées

Cependant, d'autres projets requièrent la brillance "réelle" de l'étoile cible, sur une échelle de magnitude standard. Par exemple, vous pouvez désirer enregistrer que l'étoile cible était de magnitude

8,45 au moment où vous l'observiez, ce qui peut être comparé directement avec des observations similaires par d'autres observateurs.

Une étape supplémentaire est nécessaire pour déterminer la magnitude standardisée. Cela se fait simplement en ajoutant la magnitude catalogue publiée de l'étoile de comparaison constante, $C_{\text{catalogue}}$ à la magnitude différentielle mesurée :

$$\text{Magnitude standardisée} \approx \Delta mag + C_{\text{catalogue}} \quad [\text{Eq 6.7}]$$

Les lettres majuscules en italique se rapportent aux magnitudes standardisées, et les lettres majuscules non en italique se rapportent aux magnitudes catalogue. Ainsi, pour les canaux bleu, vert et rouge, nous avons :

$$B \approx \Delta b + C_{\text{Catalogue } B} \quad [\text{Eq 6.8}]$$

$$V \approx \Delta v + C_{\text{Catalogue } V} \quad [\text{Eq 6.9}]$$

$$R \approx \Delta r + C_{\text{Catalogue } R} \quad [\text{Eq 6.10}]$$

Ainsi, si vous mesurez la cible comme étant 0,40 magnitude plus faible que la comparaison dans le canal vert et si vous savez que la magnitude catalogue en V est $C_{\text{catalogue } V} = 8.05$, alors vous pouvez enregistrer que la magnitude V standardisée de la cible est 8,45.

Cette observation convient pour une soumission à l'AAVSO, pour être incluse dans leur base de données des observations d'étoiles variables. Elle doit être identifiée comme photométrie dans le filtre "TG" si le canal vert avait été utilisé. "TG" indique que la photométrie représente des mesures utilisant uniquement les pixels verts d'un capteur digital en trois couleurs, standardisée en utilisant la magnitude catalogue V de l'étoile de comparaison. "TB" doit être sélectionné pour des magnitudes déterminées à partir du canal bleu et des magnitudes catalogue B. "TR" doit être sélectionné pour des magnitudes déterminées à partir du canal rouge et des magnitudes catalogue R.

Ces désignations de filtre sont utilisées sur les masques de soumission de l'AAVSO pour distinguer la photométrie DSLR (et CCD en une seule couleur) à partir de plusieurs systèmes de filtres.

Les magnitudes TG, TB et TR sont des contributions valables et utiles pour l'analyse de nombreuses variables à courte et longue période, des novæ et supernovæ.

Notez que le symbole $\approx$ est utilisé pour indiquer que les magnitudes standardisées ne sont qu'une approximation des magnitudes vraies. Cela est dû principalement au fait que les filtres DSLR ne correspondent pas parfaitement aux filtres photométriques astronomiques utilisés pour définir les magnitudes catalogue des étoiles de comparaison. La réponse spectrale des filtres bleu, vert et rouge de votre appareil photo n'est pas exactement la même que celle des bandes B et V de Johnson, et R de Cousins, respectivement, et aucun ajustement n'avait été fait pour ces différences lors du calcul des magnitudes standardisées. Voir les sections 6.4 et 6.5 pour une discussion détaillée de la réponse spectrale et sur la façon dont on peut corriger les différences entre filtres.

De même, nous avons implicitement supposé que l'extinction atmosphérique était la même pour la cible que pour les étoiles de comparaison. Cependant, quand on utilise des images à champ relativement large, ce qui s'applique à de nombreux projets photométriques, il existe une forte probabilité

qu'il y ait une extinction différentielle notable dans l'image. L'extinction différentielle est discutée plus loin dans la section 6.5.

6.3 Étoiles de comparaison et étoiles de vérification

Nous avons utilisé les termes étoiles de comparaison et étoiles de vérification dans ce manuel sans expliquer complètement ce qu'elles sont, alors, abordons-cela maintenant. Les étoiles de comparaison sont des étoiles non variables dans le champ de vision de l'étoile cible qui possèdent des magnitudes mesurées précisément dans une ou plusieurs bandes passantes photométriques standards. Elles sont utilisées pour produire des magnitudes standardisées de l'étoile variable cible comme cela est décrit dans la section précédente. Les étoiles de vérification ont exactement les mêmes caractéristiques que les étoiles de comparaison, mais elles sont traitées de la même façon que la variable cible. Leur rôle est de vérifier que l'étoile de comparaison choisie n'est pas variable.

Le choix des étoiles de comparaison et des étoiles de vérification adaptées est un processus crucial et complexe. L'AAVSO a déjà préparé des cartes de repérage et des tables photométriques des étoiles de comparaison adéquates pour de nombreuses variables ; cependant, vous rencontrerez inévitablement des cibles pour lesquelles aucune étoile de comparaison adéquate n'a encore été compilée. Dans ces cas-là, vous aurez besoin soit de soumettre une demande à l'AAVSO Sequence Team (<https://www.aavso.org/request-comparison-stars-variable-star-charts>) ou préparez-vous à faire le travail vous-même. La section suivante 6.3.1 est tirée directement du *Guide pour la Photométrie CCD* de l'AAVSO version 1.1, disponible sur : <https://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>.

6.3.1 Choix des étoiles de comparaison et des étoiles de vérification à utiliser

C'est une étape très importante car vous obtiendrez des résultats différents selon les étoiles de comparaison que vous utiliserez. En général, plus vous utiliserez d'étoiles de comparaison, mieux ce sera, du fait que les erreurs ou les variations légères seront moyennées. Cependant, il est important d'inspecter les étoiles de comparaison que vous pensez utiliser et de les choisir avec soin pour être sûr que vous avez éliminé celles qui vous donneront les résultats les moins bons.

Si possible, utilisez les séquences d'étoiles de comparaison de l'AAVSO. De nombreux packages vous permettront de les charger automatiquement. Sinon, vous pouvez trouver les étoiles de comparaison recommandées pour chaque champ en utilisant l'outil de tracé de carte de l'AAVSO (VSP) et en demandant la sortie sous la forme d'une "table photométrique". La table vous donne la position de chaque étoile de comparaison avec sa magnitude et l'erreur en magnitude dans chaque bande passante.

Les séquences AAVSO ont été soigneusement conçues pour utiliser des étoiles dont les magnitudes ont été déterminées très précisément, sont connues pour ne pas varier ou avoir des compagnons proches, et sont d'une couleur similaire à celle de la variable. L'autre avantage est qu'en utilisant un jeu standard d'étoiles de comparaison, vos résultats doivent se comparer plus facilement avec celles d'autres observateurs de l'AAVSO quand vos données sont combinées dans la base de données internationale de l'AAVSO. Les chercheurs utilisant vos données aimeront cela.

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

- Essayez de sélectionner des étoiles de comparaison proches de la cible et non près des bords de l'image où elles pourraient souffrir de distorsion.
- Les étoiles de comparaison doivent être similaires en couleur entre elles, mais non nécessairement avec l'étoile cible.
- N'utilisez pas d'étoiles rouges (beaucoup d'entre elles sont variables) ou des étoiles très bleues. Une bonne règle de base consiste à prendre des séquences d'étoiles qui ont des couleurs (B-V) comprises entre +0,3 et +1,0, avec un (BV) de +0,7 étant une bonne valeur moyenne. Mais gardez à l'esprit que vous serez limité aux quelques étoiles qui apparaissent dans le champ, et vous pouvez ne pas avoir beaucoup le choix.
- Prenez des étoiles de comparaison qui sont voisines en magnitude de l'étoile cible.
- Assurez-vous que les étoiles que vous sélectionnez ne possèdent pas de compagnon.
- Choisissez des étoiles de comparaison avec un rapport signal sur bruit (SNR) d'au moins 100.
- Choisissez des étoiles avec des erreurs de magnitude voisines, de préférence moins de 0,01 à 0,02.
- Assurez-vous que les étoiles de comparaison que vous choisissez ne soient pas proches du point de saturation dans votre image.

Les étoiles de vérification sont importantes dans la mesure où elles peuvent être utilisées pour déterminer si l'une de vos étoiles de comparaison est variable ou si d'autres problèmes existent dans votre image. Une étoile de vérification est simplement une étoile de luminosité connue non variable qui peut être traitée de la même façon que votre étoile cible. Vous devez être capable de comparer la magnitude que vous avez déterminée avec sa magnitude publiée (dans la même couleur) et les résultats doivent être très proches. L'étoile de vérification doit être aussi similaire en couleur et magnitude avec la variable que possible et elle peut être choisie dans la liste des étoiles de comparaison disponibles dans le même champ que celui de la cible.

Si vous traitez plusieurs images du même champ durant la même nuit (série temporelle), c'est une bonne idée de tracer la magnitude de l'étoile de vérification en fonction du temps. Si tout va bien, le résultat doit donner une ligne droite horizontale. Si la magnitude de votre étoile de vérification varie, alors quelque chose ne va pas. Un nuage n'est-il pas passé par là pendant que vous observiez ?

6.3.2 Où trouver les magnitudes catalogue ?

Si votre cible n'a pas de séquence ou de carte AAVSO, alors une source convenable de magnitudes standards est la base de données "Homogeneous Means in the UBV System (Mermilliod 1991)" qui est disponible sur le web sur VizieR (<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>).

Entrez "II/168/ubvmeans" dans la boîte "Find Catalogs", les coordonnées de l'objet ou le nom dans la boîte d'entrée de position et un rayon de recherche adapté à votre image ; cliquez sur "go". Voir figure 6.4 pour un exemple. La page de sortie résultante affiche toutes les étoiles dans ce catalogue à l'intérieur du rayon de recherche.

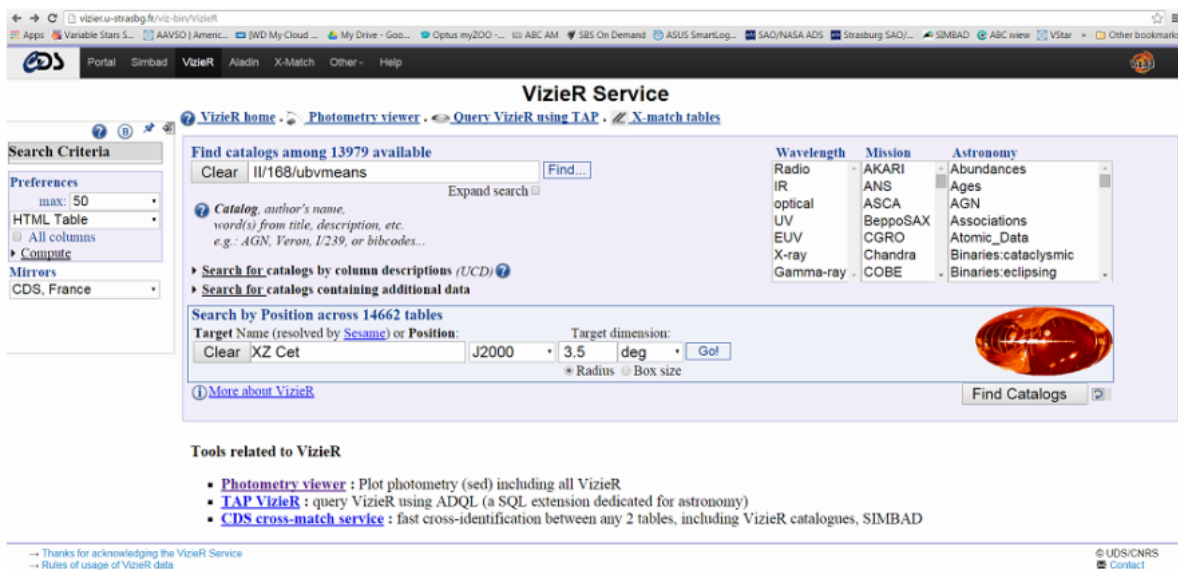


Figure 6.4. Page VizieR montrant un exemple de recherche des moyennes homogènes dans le catalogue système UBV (Mermilliod 1991) pour d'éventuelles étoiles de comparaison autour de la céphéide irrégulière XZ Cet. (Mark Blackford)

Une autre source très utile est le programme SeqPlot de l'AAVSO (<https://www.aavso.org/seqplot>) qui possède des données photométriques à partir d'un certain nombre de catalogues incluant l'APASS, Tycho II et le GCPD (General Catalog of Photometric Data). Voir figure 6.5.

Le choix du catalogue à utiliser n'est pas évident. Pour la photométrie DSLR des étoiles plus brillantes que la magnitude 10, les catalogues *Tycho II*, *Homogeneous Means in the UBV System* et le *General Catalog of Photometric Data (GCPD)* sont probablement les plus appropriés.

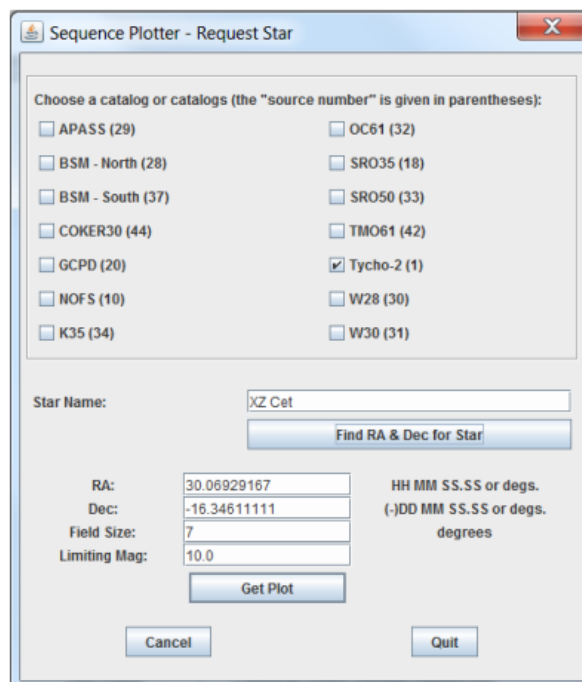


Figure 6.5. Boîte de dialogue de SeqPlot montrant un exemple de recherche dans le catalogue Tycho II d'étoiles de comparaison autour de la céphéide irrégulière XZ Cet. (Mark Blackford)

6.4. Réponse spectrale des canaux de couleur DSLR

La photométrie astronomique est simplement la mesure de l'intensité dans une partie spécifique du spectre stellaire. Cela s'obtient en utilisant des filtres qui laissent passer un intervalle défini de longueurs d'onde jusqu'au capteur ce qui donne une réponse spectrale définie pour la bande photométrique particulière.

Pour que différents observateurs puissent comparer leurs résultats, ils doivent utiliser des filtres et détecteurs avec la même réponse spectrale. Il y aura toujours des différences entre les filtres et les détecteurs aussi les astronomes utilisent une technique appelée transformations pour corriger ces petites différences. Nous traiterons de la transformation en détails plus loin.

Il existe des douzaines de filtres photométriques astronomiques couvrant les régions ultraviolette, visible et infrarouge du spectre électromagnétique. Chacun est conçu pour extraire une information astrophysique spécifique. Les plus pertinents pour nous sont les filtres B et V de Johnson et les filtres R de Cousins qui sont les plus utilisés dans la partie du spectre électromagnétique où les détecteurs DSLR sont sensibles.

Chaque canal de couleur DSLR est sensible à un intervalle spécifique de longueurs d'onde de lumière. Cette réponse spectrale est déterminée par l'efficacité de transmission spectrale des objectifs et des filtres en face du détecteur CMOS (figure 2.2) et la sensibilité du détecteur lui-même aux photons des différentes longueurs d'onde.

Cependant, les DSLRs n'ont pas été conçus pour la photométrie et leurs filtres rvb ne correspondent pas bien aux filtres UBV standards. Cela signifie que la transformation demande des corrections plus grandes, et certains types d'étoiles ne sont pas adaptés du tout à cette transformation. Cela est dû au fait que leur spectre contient de fortes lignes d'absorption ou d'émission qui tombent à l'intérieur de la réponse spectrale, disons, des filtres Johnson B mais non à l'intérieur de la réponse spectrale des filtres DSLR b. De telles étoiles causent aussi des problèmes pour la photométrie conventionnelle CCD à travers des filtres photométriques, mais l'effet est significativement pire pour la photométrie DSLR.

La figure 6.6 montre les courbes de réponse des filtres photométriques standards en haut et les courbes de réponse des filtres rvb DSLR en bas. La longueur d'onde du pic de sensibilité du filtre DSLR v correspond de près à celle du filtre Johnson V mais il a une bande passante plus étroite. Les bandes passantes des filtres DSLR r et b sont aussi plus étroites que les filtres astronomiques correspondants et leurs pics de sensibilité sont plus rapprochés. Ainsi, la réponse spectrale DSLR globale est plus compressée que celle des filtres RVB standards.

On voit aussi les positions des lignes alpha de l'hydrogène et beta de l'hydrogène qui sont des caractéristiques remarquables dans les spectres de certaines étoiles. De toute évidence, une caméra DSLR non modifiée est beaucoup moins sensible à la raie H-alpha qu'un filtre R de Cousins, mais plus sensible à la raie H-beta qu'un filtre B de Johnson.

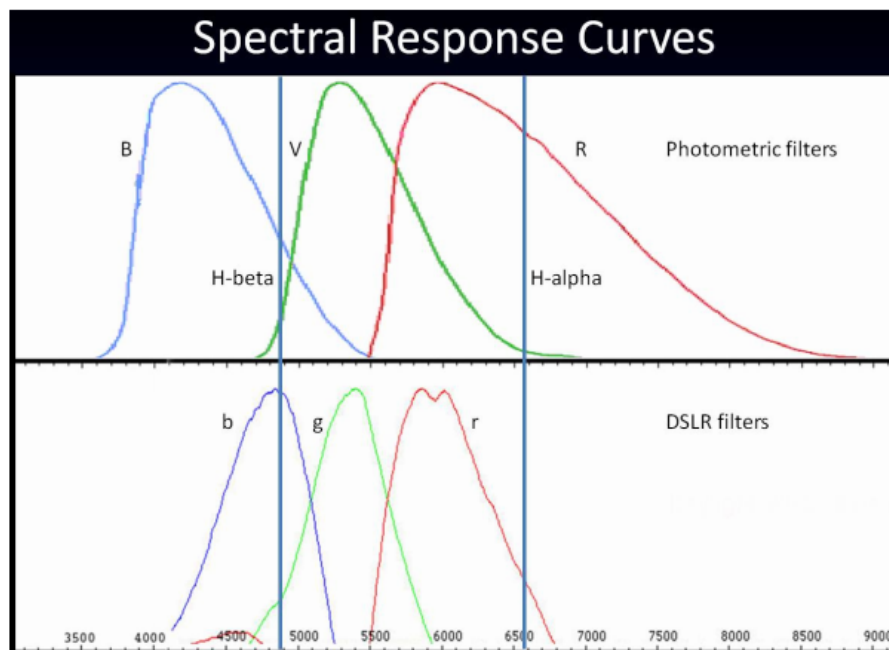


Figure 6.6. En haut : Courbes de réponse photométrique Johnson B et V et R de Cousins. En bas : courbes de réponse des canaux DSLR rvb. (Mark Blackford)

La figure 6.7 montre un spectre de V1369 Cen (nova Centauri 2013) affichant des lignes d'émission importantes incluant H-beta et H-alpha. L'intensité de ces lignes d'émission varient beaucoup quand différents processus physiques deviennent dominants tout au long de l'évolution de la nova.

A ce point dans l'évolution de la nova, les magnitudes R DSLR transformées étaient systématiquement plus faibles d'environ 0,43 magnitude que les mesures faites avec les caméras CCD à travers des filtres R de Cousins. Cela était dû à l'intense ligne d'émission H-alpha, à laquelle le DSLR est moins sensible.

D'un autre côté, les magnitudes DSLR B et V transformées étaient systématiquement trop brillantes d'environ 0,15 à et 0,07 magnitudes, respectivement, dû principalement à la ligne d'émission H-beta (Figure 6.8).

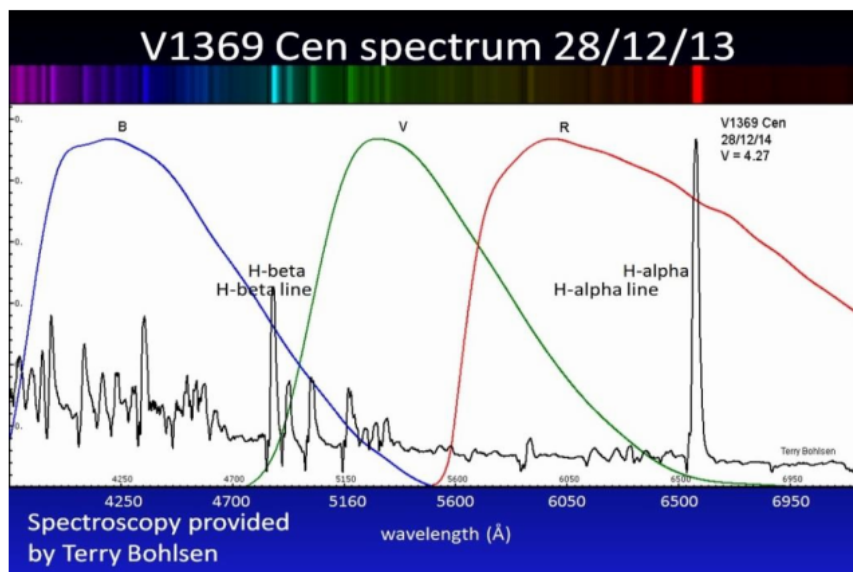


Figure 6.7. Spectre de V1369 Cen (nova Centauri 2013) enregistré 15 jours après le pic de brillance montrant les lignes d'émission H-alpha et H-beta. En superposition, on voit les courbes de réponse des filtres photométriques Johnson B et V et R de Cousins. (Terry Bolhsen et Mark Blackford)

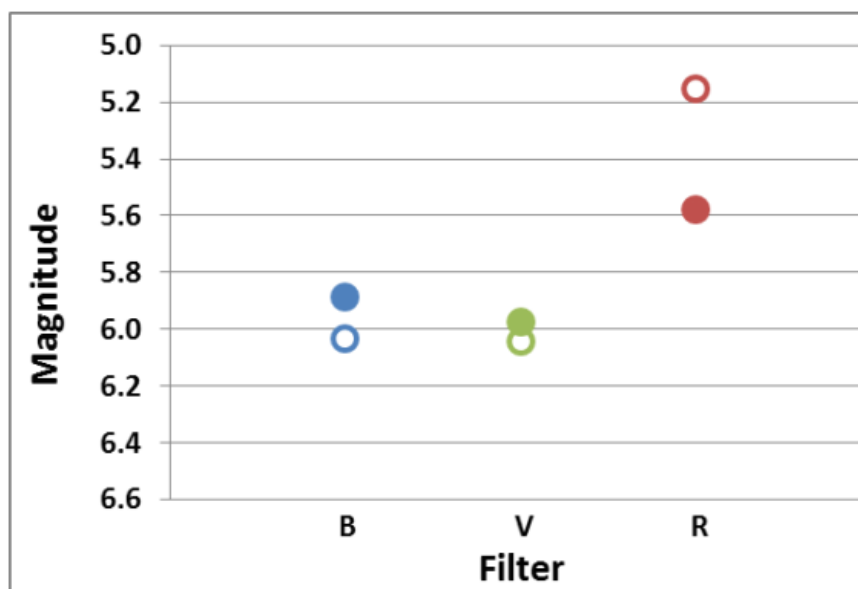


Figure 6.8. Comparaison des observations DSLR (symboles pleins) et CCD (symboles vides) de V1369 Cen (nova Centauri 2013) enregistrés quasiment simultanément. Les points bleus, verts et rouges représentent les observations transformées Johnson B, V et Cousins R, respectivement. (Mark Blackford)

Ceci est une illustration très claire de la raison pour laquelle les magnitudes instrumentales de certains types d'étoiles (celles possédant de fortes caractéristiques d'émission ou d'absorption) ne peuvent et ne doivent pas être transformées. Par tous les moyens, observez-les mais reportez uniquement les magnitudes non transformées.

Voilà pour les mauvaises nouvelles, mais tout n'est pas perdu pour la photométrie DSLR. De nombreux types d'étoiles ont des spectres avec des caractéristiques spectrales plus atténuées et la forme globale du spectre se rapproche de celle du corps noir. Les magnitudes instrumentales DSLR de ces

étoiles peuvent être transformées avec grand succès vers le système photométrique Johnson-Cousins.

La table 6.1 liste les magnitudes transformées BVR de 15 étoiles standards photométriques mesurées avec un DSLR. La moyenne de 30 mesures est affichée dans les colonnes "ave" et la déviation standard de ces mesures est affichée dans la colonne "stdev". Les colonnes étiquetées "delta" listent les différences entre les mesures DSLR mesurées et les valeurs catalogues.

Comme vous pouvez le voir, les magnitudes V DSLR transformées sont toutes à moins de 0,02 magnitude des valeurs catalogues et la précision est en dessous de 0,01 magnitude pour toutes les étoiles sauf les plus faibles. L'exactitude et la précision sont seulement marginalement moins bonnes pour B et R.

Table 6.1. Observations DSLR transformées BVR des étoiles standards de la région E1 (Menzies, J.W. , Cousins, A.W.J., Banfield, R.M., & Laing, J.D. 1989, South African Astron. Obs. Circ., 13, 1). (Mark Blackford)

Star	ID	B			V			R		
		ave	stdev	delta	ave	stdev	delta	ave	stdev	delta
E130	HD 7706	7.763	0.011	-0.021	6.569	0.007	-0.011	5.939	0.010	-0.027
E142	HD 10167	7.003	0.011	0.008	6.672	0.007	0.007	6.487	0.015	0.018
E134	HD 8001	8.254	0.012	0.005	6.767	0.006	0.001	5.984	0.011	0.012
E121	HD 9733	7.829	0.011	0.013	6.921	0.006	0.004	6.445	0.011	0.018
E132	HD 8963	8.456	0.012	0.001	6.955	0.006	-0.006	6.175	0.012	0.003
E131	HD 10121	8.116	0.012	-0.023	6.964	0.007	-0.011	6.374	0.012	-0.030
E143	HD 8391	7.353	0.010	-0.006	7.023	0.007	-0.001	6.837	0.015	0.006
E104	HD 8305	7.799	0.013	-0.018	7.437	0.007	-0.018	7.228	0.018	-0.014
E170	HD 10101	8.609	0.016	0.008	7.576	0.009	-0.003	7.049	0.017	0.004
E101	HD 8977	7.798	0.012	0.007	7.710	0.008	0.006	7.670	0.021	0.004
E146	HD 7795	7.764	0.012	-0.007	7.849	0.009	-0.008	7.887	0.024	-0.012
E122	HD 7886	9.023	0.021	0.007	8.019	0.011	0.009	7.489	0.025	0.008
E109	HD 9403	8.727	0.022	0.022	8.206	0.011	0.019	7.913	0.034	0.017
E173	HD 9160	9.355	0.032	0.012	8.322	0.014	0.019	7.777	0.032	0.009
E102	HD 8382	8.659	0.029	0.009	8.449	0.020	0.005	8.335	0.051	0.017

Donc, les messages à retenir sont :

- 1) Les étoiles avec des lignes significatives d'émission ou d'absorption ne sont pas adaptées à la photométrie DSLR si les magnitudes transformées sont requises, mais ces étoiles pathologiques peuvent être observées avec un DSLR si vous rapportez des magnitudes non transformées.
- 2) Il existe de nombreux types d'étoiles adaptées à la photométrie DSLR.
- 3) Les trois canaux DSLR peuvent être utilisés pour la photométrie.

6.5 Correction d'extinction traditionnelle et transformation

Comme discuté dans les sections précédentes, les effets de la réponse spectrale du système d'imagerie et l'extinction atmosphérique différentielle doivent être corrigés pour obtenir des mesures de magnitudes précises qui peuvent être comparées avec les mesures d'autres observateurs. Dans les sections suivantes, on discutera des corrections appropriées à deux situations d'observations majeures.

6.5.1 Champ de vision étroit ou proche de la situation zénithale

En photométrie CCD traditionnelle, l'extinction différentielle est supposée être négligeable en raison de l'étroitesse du champ de vision typiquement de quelques dizaines de minutes d'arc. Il en est de

même en photométrie DSLR. Même en utilisant des téléobjectifs (avec un champ de vision de plusieurs degrés), l'extinction différentielle est généralement insignifiante à moins de 30° du zénith. Dans de telles situations, l'extinction différentielle peut être ignorée et les transformations de photométrie CCD traditionnelles s'appliquent.

Le Guide de la Photométrie CCD de l'AAVSO fournit une description complète de la mesure et de l'application des coefficients de transformation à partir des images de champs d'étoiles photométriques standards. En conséquence dans ce manuel, nous résumerons uniquement la façon dont ces coefficients sont appliqués pour transformer les magnitudes instrumentales vers un système de magnitudes standards.

En photométrie DSLR, trois couleurs sont enregistrées simultanément. En conséquence, quand l'extinction différentielle est négligeable, les équations de transformation sont :

$$B_{var} = \Delta b + T_{b_{bv}} * \Delta(B - V) + B_{comp} \quad [\text{Eq 6.11}]$$

$$V_{var} = \Delta v + T_{v_{bv}} * \Delta(B - V) + V_{comp} \quad [\text{Eq 6.12}]$$

$$R_{var} = \Delta r + T_{r_{bv}} * \Delta(B - V) + R_{comp} \quad [\text{Eq 6.13}]$$

$$\Delta(B - V) = T_{bv} * \Delta(b - v) \quad [\text{Eq 6.14}]$$

Où :

- B_{var} , V_{var} et R_{var} sont les magnitudes transformées B, V et R de la variable ;
- Δb , Δv et Δr sont les magnitudes instrumentales de la variable moins les magnitudes instrumentales de l'étoile de comparaison ($b_{var} - b_{comp}$, $v_{var} - v_{comp}$ et $r_{var} - r_{comp}$) ;
- $T_{b_{bv}}$, $T_{v_{bv}}$ et $T_{r_{bv}}$ sont les coefficients de transformation de magnitudes B, V et R ;
- $\Delta(B-V)$ est l'index de couleur catalogue B-V de la variable moins l'index de couleur catalogue B-V de l'étoile de comparaison ;
- B_{comp} , V_{comp} et R_{comp} sont les magnitudes catalogue B, V et R de l'étoile de comparaison ;
- T_{bv} est le coefficient de transformation de couleur B-V ; et
- $\Delta(b-v)$ est l'index de couleur instrumental b-v de la variable moins l'index de couleur instrumental b-v de l'étoile de comparaison.

La pratique normale de la photométrie DSLR a été d'ignorer les canaux bleu et rouge car leurs réponses spectrales étaient considérées comme trop différentes de Johnson B et Cousins R. Aussi, seule l'équation 6.12 était utilisée, et était calculée à partir des valeurs catalogue B-V pour la variable et les étoiles de comparaison. Mais cette méthode ne prend pas en compte le fait que de nombreuses variables changent de couleur dans le temps, ce qui entraîne des erreurs systématiques dans les magnitudes transformées.

Nous avons vu dans la section 6.4 que pour de nombreuses étoiles, les magnitudes instrumentales DSLR b et r peuvent être transformées vers Johnson B et Cousins R avec succès. L'équation 6.14 peut en conséquence être utilisée pour déterminer $\Delta(B-V)$ à partir des magnitudes instrumentales b et v, et les équations 6.11 et 6.13 utilisées pour transformer les magnitudes instrumentales b et r.

Pour déterminer les coefficients de transformation, nous avons besoin d'imager un "champ standard" contenant de nombreuses étoiles avec des magnitudes Johnson B, Johnson V et Cousins R mesurées précisément. Le Guide de la Photométrie CCD de l'AAVSO liste plusieurs amas standards, certains sont adaptés aux images à grand champ des images DSLR. Pour les observateurs de l'hémisphère Sud, les régions E de Cousins à -45° de déclinaison sont aussi recommandés. La figure 6.9 montre une image de M67 enregistrée avec un Canon 600D DSLR et un réfracteur de 80 mm à F/6 (champ de 2.67×1.78 degrés).

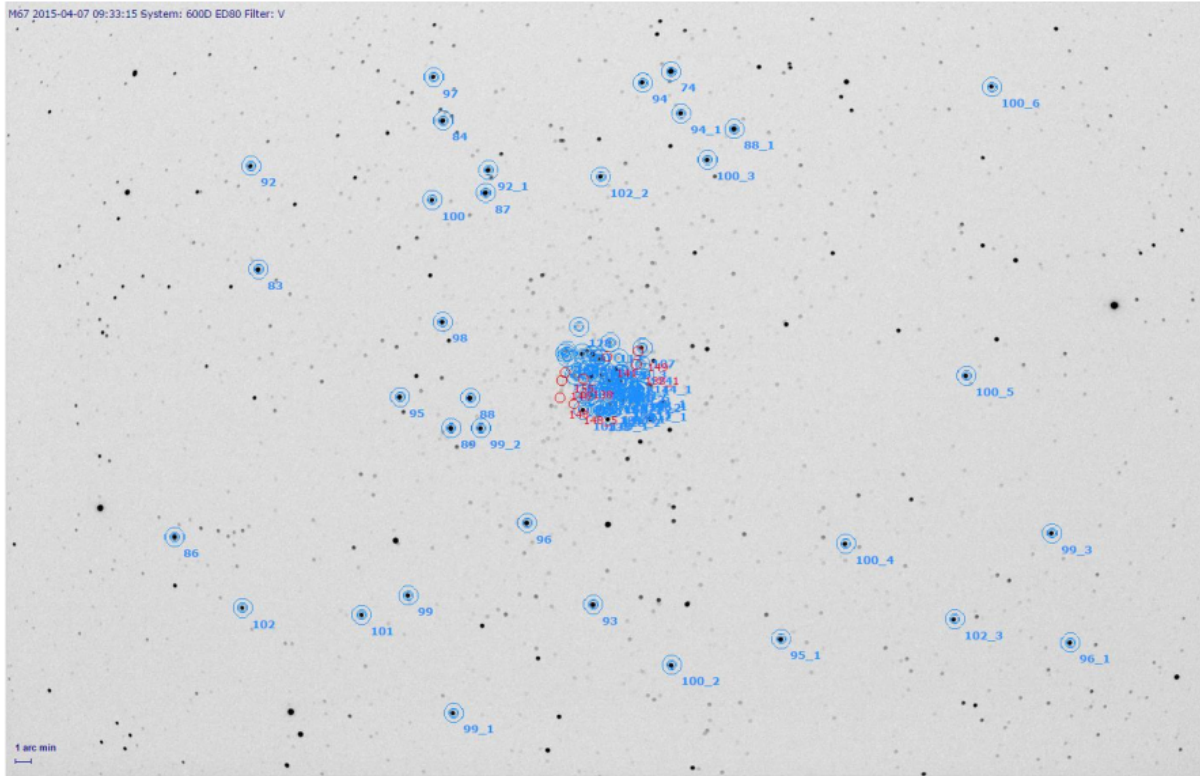


Figure 6.9. L'amas d'étoile M67 avec les étoiles standards indiquées. Le centre de l'amas est trop encombré à cette échelle d'image ; cependant il y a plusieurs douzaines d'étoiles standards à la périphérie adaptées à la détermination des coefficients de transformation. (Mark Blackford)

Après calibration et extraction de chaque canal coloré des images de champ d'étoiles standards, nous mesurons ensuite les magnitudes instrumentales de toutes les étoiles standards disponibles. L'équation 6.15 est utilisée pour calculer le coefficient de transformation de couleur, T_{bv} :

$$(b - v) = 1/T_{bv} * (B - V) + ZP_{bv} \quad [\text{Eq 6.15}]$$

Où $(b-v)$ est la couleur instrumentale, $(B-V)$ la couleur catalogue et ZP_{bv} est une valeur de point zéro arbitraire. Nous traçons $(b-v)$ en fonction de $(B-V)$ pour chaque étoile standard puis par la méthode des moindres carrés ajustons une ligne droite aux points de données. T_{bv} est l'inverse de la pente de la ligne.

Les équations suivantes sont utilisées pour calculer les coefficients de transformation de magnitude :

$$(B - b) = T_{b_{bv}} * (B - V) + ZP_b \quad [\text{Eq 6.16}]$$

$$(V - v) = T_{v_{bv}} * (B - V) + ZP_v \quad [\text{Eq 6.17}]$$

$$(R - r) = T_{r_{bv}} * (B - V) + ZP_r \quad [\text{Eq 6.18}]$$

Où (X-x) est la magnitude catalogue moins la magnitude instrumentale et où d'autres termes sont définis ci-dessus. Pour le canal vert, nous traçons (V-v) contre (B-V) pour chaque étoile standard puis la méthode des moindres carrés ajuste une ligne droite aux points de données. $T_{v_{bv}}$ est la pente de la ligne. Les autres coefficients de transformation de couleur sont déterminés de la même façon. Nous avons maintenant toute l'information nécessaire pour déterminer les magnitudes transformées de la variable et des étoiles de vérification en utilisant les équations 6.11 à 6.14.

Le Guide de la Photométrie CCD de l'AAVSO traite plus en détails la manière d'effectuer la transformation CCD traditionnelle. Une méthode alternative sera présentée dans la section 6.6 de ce manuel.

6.5.2 Champs de vue étendus ou situation proche de l'horizon

Un des avantages de la photométrie différentielle est que tant que la cible et les étoiles de comparaison sont proches dans le ciel, et pas trop près de l'horizon, la lumière issues de deux étoiles passe essentiellement à travers la même quantité d'atmosphère (masse d'air), et en conséquence souffre essentiellement de la même quantité de dispersion et d'absorption.

Cependant, quand un objectif normal est utilisé avec un appareil DSLR, le champ de vue est plutôt large, facilement plusieurs degrés et peut atteindre plus de 30 degrés. Pour certains projets impliquant des étoile brillantes, il est nécessaire de prendre avantage de ce grand champ de vue, car votre cible et les étoiles de comparaison adaptées peuvent être largement séparées. Si elles sont écartées de plus de quelques degrés et à plus de 30° du zénith, leur lumière passe à travers des chemins atmosphériques différents, et en conséquence l'extinction atmosphérique différentielle peut être significative. L'importance de cet effet s'accroît quand (a) la séparation entre les deux étoiles s'accroît, et (b) la distance de l'une ou de l'autre par rapport au zénith s'accroît. Notez que nous ignorons un autre effet appelé extinction de second ordre, qui est dépendante de la couleur de chaque étoile, mais qui entraîne un effet beaucoup plus faible que celui de l'extinction différentielle de premier ordre.

Dans cette situation, la "transformation" doit inclure l'effet des différences de réponse spectrale (comme ci-dessus) plus l'effet de l'extinction atmosphérique différentielle. Cela s'effectue en ajoutant un terme supplémentaire aux équations de photométrie différentielle :

$$B_{var} = -k_b * \Delta X + \Delta b + T_{b_{bv}} * \Delta(B - V) + B_{comp} \quad [\text{Eq 6.19}]$$

$$V_{var} = -k_v * \Delta X + \Delta v + T_{v_{bv}} * \Delta(B - V) + V_{comp} \quad [\text{Eq 6.20}]$$

$$R_{var} = -k_r * \Delta X + \Delta r + T_{r_{bv}} * \Delta(B - V) + R_{comp} \quad [\text{Eq 6.21}]$$

Où :

- k_b , k_v et k_r sont les coefficients d'extinction de premier ordre (en magnitudes par masse d'air);
- DX est la masse d'air de la variable moins la masse d'air de l'étoile de comparaison ; et
- D'autres termes comme ceux définis ci-dessus.

La masse d'air, X , est la longueur du chemin effectué par la lumière à travers l'atmosphère et elle est égale à 1 au zénith. Pour un angle zénithal ζ , l'angle de l'étoile par rapport au zénith, à moins de 60° , la masse d'air est approximativement $X = \sec(\zeta)$. Les angles zénithaux plus grands nécessitent un calcul plus compliqué. De nombreux programmes d'analyse photométrique calculent la masse d'air basée sur l'emplacement de la zone horaire, le temps d'acquisition, et les coordonnées équatoriales de l'étoile.

La méthode traditionnelle pour déterminer les coefficients d'extinction implique d'imager plusieurs étoiles standards à différents moments de la nuit, d'abord quand elles sont hautes dans le ciel (masse d'air faible) et à nouveau plus tard lorsqu'elles sont basses dans le ciel (masse d'air élevée) – ou vice-versa. Nous ne décrivons pas cette méthode ici ; le lecteur intéressé se réfèrera à Henden, A. A., and Kaitchuck, R. H. 1990, *Astronomical Photometry*, Willmann-Bell. Au lieu de cela, une méthode alternative adaptée à la photométrie DSLR à grand champ sera décrite dans la section 6.6.

6.6 Correction d'extinction alternative et transformation

Dans cette section, nous présentons une approche alternative à la correction d'extinction et à la transformation qui avait été développée pour la campagne d'observation d'épsilon Aurigæ de 2009-2011 (Kloppenborg et al., JAAVSO Volume 40, 2012). Pour la simplicité, nous décrivons la technique comme appliquée au canal vert, mais elle est également applicable aux autres canaux.

L'équation 6.17 peut être étendue pour inclure le terme de correction d'extinction :

$$(V - v) = -k_v * X + T_{v_{bv}} * (B - V) + ZP_v \quad [\text{Eq 6.22}]$$

Cette équation a la même forme fonctionnelle qu'un plan géométrique à trois dimensions :

$$z = Ax + By + C \quad [\text{Eq 6.23}]$$

Si l'on suppose que la magnitude instrumentale, v , dépend seulement du côté droit de l'équation ci-dessus, alors nous pouvons résoudre les coefficients k_v , $T_{v_{bv}}$, et ZP_v , en utilisant un minimum de trois étoiles de comparaison dans l'image. Cependant, si une étoile de comparaison est "mauvaise" (peut être elle-même variable, incorrectement identifiée, mélangée à une étoile voisine ou si sa magnitude/masse d'air a été incorrectement calculée), les coefficients seront faussés. Pour cette raison, 6 étoiles de comparaison ou plus sont recommandées pour minimiser l'effet d'une seule étoile de comparaison "mauvaise".

Comme Kloppenborg et al. l'explique, un ajustement par les moindres carrés de n étoiles de calibration dans le plan défini par l'équation 6.23 est généré en résolvant la matrice de coefficients, X , dans l'expression matricielle suivante, en utilisant l'inverse de A :

$$AX = b \quad [\text{Eq 6.24}]$$

Ou mentionné complètement :

$$\begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i^2 & \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n x_i \\ \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n y_i^2 & \sum_{i=1}^n y_i \\ \sum_{i=1}^n x_i & \sum_{i=1}^n y_i & \sum_{i=1}^n 1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} -k_v \\ T_{v-bv} \\ ZP_v \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i z_i \\ \sum_{i=1}^n y_i z_i \\ \sum_{i=1}^n z_i \end{bmatrix} \quad [\text{Eq 6.25}]$$

Mais vous n'avez pas besoin de vous tracasser avec les détails du calcul matriciel, de nombreux tableurs et autres langages de programmation possèdent les routines intégrées. Par exemple, le tableur Reduction-Intermediate utilisé par le projet Citizen Sky de l'AAVSO utilise la fonction "LINEST" dans Excel. La feuille originale et les instructions pour l'utiliser se trouve à :

<http://www.citizensky.org/content/calibration-intermediate>

Cependant une version améliorée est maintenant disponible sur :

<https://www.aavso.org/dslr-observing-manual>

La nouvelle feuille de calcul permet l'analyse des magnitudes instrumentales à partir des canaux bleu et rouge en plus du canal vert. Il calcule également l'index de couleur (B-V) de la cible à partir de son index de couleur instrumental (b-v) en utilisant les étoiles de comparaison et les étoiles de vérification comme standards de calibration. L'utilisateur peut choisir d'appliquer :

- 1) Aucune correction (c'est-à-dire les magnitudes standardisées) ; ou,
- 2) Juste la correction de transformation ; ou,
- 3) A la fois les corrections d'extinction et de transformation.

Les données exemples et les instructions pour utiliser la feuille de calcul sont fournies.

Les magnitudes standardisées ou transformées sont prêtes pour le rapport à l'AAVSO.

Voir l'annexe C pour plus de détails concernant l'extinction atmosphérique

6.7 Soumission de vos résultats

Aucune mesure scientifique n'a de valeur si elle n'est pas publiée afin qu'elle puisse être partagée avec la communauté scientifique. La "publication" de la plupart des mesures photométriques d'étoiles variables signifie de les ajouter à une base de données bien connue, comme la base de données internationale de l'AAVSO (AID). Les chercheurs ont alors accès à vos données, ainsi que celles avec d'autres observateurs, en questionnant la base pour un objet et une date particulière. Pour qu'elle soit utile, votre mesure doit être accompagnée de l'information qui décrit ce qu'il en est, comment elle a été obtenue, et toute information relative à son contenu et sa qualité.

On accède au format d'entrée de données dans l'AID à partir de "WebObs (Submit/Search Data)" sous l'onglet "Data" sur la page d'accueil de l'AAVSO. Vous devez posséder un code officiel d'Observateur avant de pouvoir entrer des données. L'enregistrement d'un code Observateur (<https://www.aavso.org/apps/register/>) est gratuit et ouvert à tout le monde, et non simplement aux membres de l'AAVSO.

Au départ, vous utiliserez le lien "Submit Observations Individually" sur la page WebObs pour entrer une seule observation à la fois. Sélectionner "DSLR" dans le menu déroulant pour afficher les champs

d'entrée de données de ce type d'observation. Des champs légèrement différents sont affichés selon le type d'observation sélectionné.

La figure 6.10 montre la page d'entrée pour une observation DSLR individuelle. L'information requise par WebObs est probablement explicite, cependant le lien "More Help..." fournit des explications supplémentaires si nécessaire.

Si vous soumettez des magnitudes standardisées (c'est-à-dire des magnitudes non-transformées), laissez la case "*transformed*" sous le champ Magnitude décochée et sélectionnez l'option appropriée "Tri-Color..." dans le menu déroulant Filtre. Par exemple, sélectionner "Tri-Color Green" si la magnitude standardisée a été dérivée à partir des magnitudes instrumentales du canal vert.

Pour les observations transformées (avec ou sans correction d'extinction) assurez-vous de cocher la case "*transformed*" et sélectionnez soit Johnson B, Johnson V ou Cousins R du menu déroulant Filtre, selon le canal qui a été utilisé.

Quand une seule étoile de comparaison a été utilisée, comme cela peut être le cas avec une réduction CCD traditionnelle, vous devez entrer les magnitudes instrumentales dans les champs Etoiles de Comp Mag et Check Mag.

Entrez "ensemble" dans le champ Comp Label et "na" dans le champ Comp Magnitudes quand un ensemble d'étoiles de comparaison a été utilisé, comme avec les tableurs mentionnés dans la section 6.6. Dans le champ Check Mag, entrez la magnitude transformée (pas instrumentale) telle qu'elle est calculée par le tableur. Dans la champ Air Mass entrez la masse d'air calculée pour la cible au moment de l'observation.

Si vous soumettez des magnitudes B, V, R à partir d'un cliché individuel (ou composé), indiquez-le en donnant aux trois observations le même identifiant dans le champ Group. Cela aide à indiquer que les magnitudes ont été obtenues au même moment. L'identifiant de groupe doit être un nombre entier, identique pour toutes les observations du groupe et unique pour un observateur donné pour une étoile donnée à une date donnée.

Enter Observations Individually

What type of observation are you submitting?: * DSLR

A different form will be shown depending on what type you choose.

DSLR Observation

Observer Code: BMGA
Your official AAVSO Observer Initials.

Star Identifier:* BL Tel
The name, desig, or AUID of the star you observed. [More help...](#)

Date/Time of Observation:* 2457280.943176
Exact time of observation in JD or yyyy/mm/dd/hh/mm/ss format. [More help...](#)
☐ Check this box if your date is in HJD. [More help...](#)

Magnitude:* 8.126
Magnitude of the variable star. A decimal point is required. [More help...](#)
☐ Check this box if your magnitude is a *fainter-than*.
☒ Check this box if your magnitude is *transformed*.

Mag Error: 0.002
Magnitude Error. [More help...](#)

Filter:* Johnson V

Chart ID:* X15253DI
Label on chart used to make observation. [More help...](#)

Comment codes: ☐ B ☐ U ☐ W ☐ L ☐ D ☐ Y
☐ K ☐ S ☐ Z ☐ I ☐ V
Optional field. Check as many that apply. [More help...](#)

Comp Label:*	Comp Mag:*	Check Label:*	Check Mag:*
ensemble	na	000-BKS-894	8.823

Comparison and Check Star Labels and Mags. [More help...](#)

Airmass: 1.077 Group: 1
What is this? What is this?

Comments: Mag = average of 16 images, Mag Error = std error of the mean, ensemble: 88,61,66,68,85,80 Tycho 2 values

Please be brief.

Submit Observation

Figure 6.10. Page d'entrée d'une observation individuelle de WebObs avec les champs de données requis pour les observations DSLR. (Mark Blackford)

Le champ *Comments* peut être utilisé pour identifier les étoiles utilisées dans l'ensemble des étoiles de comparaison et toute autre information relative, mais il est limité à 100 caractères, en incluant les espaces et la ponctuation.

Vérifiez soigneusement vos entrées avant de cliquer sur le bouton Submit Observation. WebObs possède un moyen de rechercher et d'éditer les entrées si vous réalisez plus tard que vous avez fait une erreur.

L'autre méthode de soumission des observations est plus complexe, et implique de générer un fichier d'observations plutôt qu'une seule à la fois. Le fichier doit être dans le format étendu de l'AAVSO (AAVSO Extended File format (<https://www.aavso.org/aavso-extended-file-format>)). De nombreux logiciels fournissent une sortie appelée "AAVSO Extended File format", ou analogue. Si vous utilisez un autre logiciel de photométrie ou un tableur, vous devrez générer un fichier texte adapté vous-même. Assurez-vous que le critère "OBSTYPE" dans ce fichier est réglé sur DSLR. Il existe une option dans WebObs pour parcourir votre fichier et le télécharger.

Finalement, après avoir effectué la soumission des observations, le générateur de courbe de lumière (<https://www.aavso.org/lcg>) doit être utilisé pour voir comment vos données se comportent vis-à-vis de celles d'autres observateurs. Il est drôle de voir une courbe de lumière se construire en temps réel !

Chapitre 7 : Développer un programme d'observation DSLR

Un des plus grands challenges rencontrés par un nouvel observateur est de décider laquelle des centaines de milliers de variables connues observer. Où trouver des listes ou des catalogues d'étoiles ? Comment choisir les étoiles qui sont appropriées pour son instrument ? Comment obtenir les cartes montrant la variable et les étoiles environnantes, et comment décider quelles étoiles utiliser comme étoiles de comparaison ?

La page Web de la Section des Observateurs de l'AAVSO (<https://www.aavso.org/observers#sections>) constitue une excellente place pour commencer à rechercher des cibles potentielles. Il existe de nombreux liens vers d'autres ressources, incluant celles exposée dans la figure 7.1 qui sont particulièrement utiles pour les nouveaux observateurs.

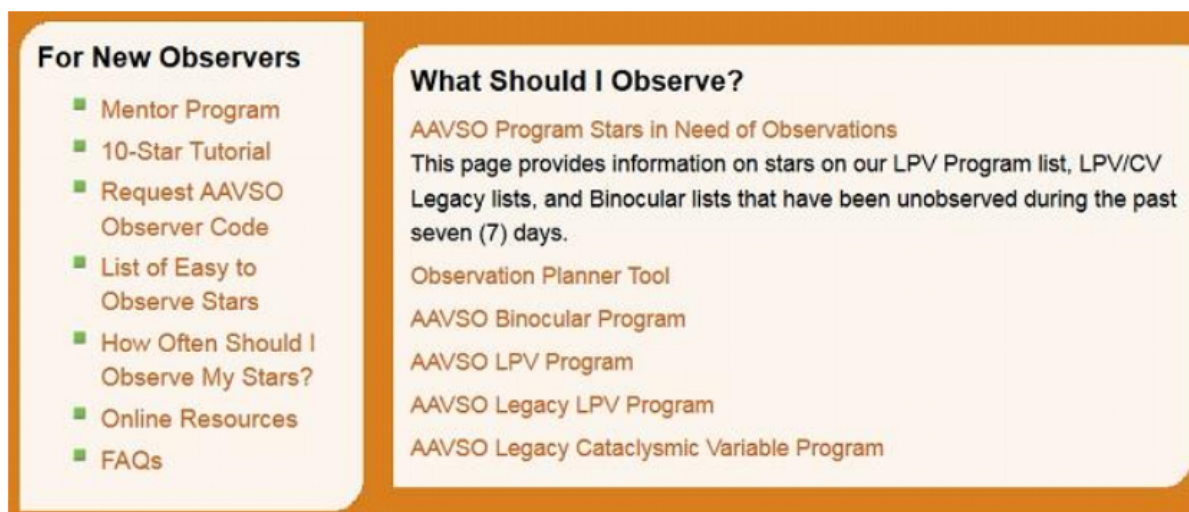


Figure 7.1. Partie de la page web de la Section des observateurs de l'AAVSO.

Les étoiles dans l'*AAVSO Binocular Program* possèdent en général des niveaux de magnitude, des cartes de champ et des tables photométriques adaptées à la photométrie DSLR. Vérifiez également les diverses Sections d'Observation de l'AAVSO, en particulier les Variables à éclipses, les Variables pulsantes à courte période et les Variables à longue période.

L'outil de planification d'observations peut être utilisé pour identifier les variables visibles depuis votre site d'observation à une date particulière. Assurez-vous de lire soigneusement les instructions pour obtenir le meilleur de cet outil et éviter de choisir des cibles moins appropriées.

Dans un effort pour simplifier le processus de décision, nous fournissons une liste d'étoiles pour les nouveaux venus. Cependant, elles ne sont pas toutes adaptées à chaque observateur.

7.1 Liste d'objets recommandés au débutant

Les objets recommandés incluent 11 étoiles pour les observateurs de l'hémisphère nord et 10 étoiles pour les observateurs de l'hémisphère sud (Tables 7.1 et 7.2, respectivement). Ils ont été sélectionnés sur la base d'un jeu de critères qui les rendront utiles comme étoiles d'entraînement. Toutes possèdent des variations plus grandes que 0,3 magnitude, sauf une, β Cephei, incluse comme challenge. La plupart sont brillantes, au moins sur une partie de leur courbe de lumière, ce qui les rend relativement faciles à trouver et à photographier avec votre appareil.

Un objet au nord et deux au sud sont d'une magnitude d'environ 8 ou plus faible au maximum aussi elles nécessiteront un effort pour les trouver et obtenir un SNR raisonnable.

La plupart de ces étoiles sont aussi incluses dans les tutoriaux d'entraînement à l'observation visuelle de l'AAVSO (disponible sur <https://www.aavso.org/10-star-training>). Ces étoiles sont indiquées avec l'exposant ² dans les tables 7.1 et 7.2. Ces tutoriaux incluent des cartes montrant la constellation entière pour aider l'observateur à s'orienter et faciliter la localisation de la variable. Un exemple se trouve dans la figure 7.2 ci-dessous. Les étiquettes numériques indiquent les étoiles de comparaison pour les observateurs visuels ; cependant, elles peuvent ne pas être adaptées aux observateurs DSLR. Vous devez utiliser Variable Star Plotter pour générer une carte CCD adéquate et une table photométrique (voir section 3.4.1).

Toutes les étoiles décrites sont intéressantes et/ou célèbres et sont dignes d'intérêt pour les astronomes professionnels. Elles illustrent toutes des étapes importantes dans l'évolution des étoiles. Mira a été mentionnée, en 1596, comme la première étoile variable. μ Cephei (**mu** est orthographié comme **miu** dans la table car c'est la désignation officielle astronomique de cette lettre grecque) est une grosse étoile arrivée au stade final de son évolution et deviendra bientôt une supernova. Nous considérons que certaines de ces étoiles recommandées sont adaptées à des projets de grandes écoles et de collège et beaucoup ont des références étendues sur le web qui seront utiles pour un projet d'étudiant.

Certaines étoiles ont des variations régulières (comme les céphéides et les binaires à éclipses) et plusieurs ont un cycle qui est totalement parcouru en moins de cinq heures. Un cycle complet peut ainsi être enregistré dans une seule session d'observation.

Table 7.1. Etoiles variables brillantes recommandées pour les débutants dans l'hémisphère Nord.

Etoiles de l'hémisphère Nord					
Nom	Peut être observée	Ecart de magnitude	Type de variable	Période (jours)	Notes
Z UMa	Toute l'année	6,2 – 9,4	Semi-régulière	195,5	Peut être observée tous les 5 jours. Vous pouvez avoir besoin de changer les réglages pour tenir compte du grand écart de magnitude
δ Cep ²	Toute l'année	3,49 – 4,36	Céphéide classique	5,366266	Peut être observée deux fois en une nuit ou une fois avant minuit. Etoile variable historique célèbre avec une courbe de lumière régulière distinctive. Rapporter les observations sous δ Cep.
Algol (β Per) ²	Août à Mai	2,09 – 3,30	Binaire à éclipse	2,86736	L'éclipse dure environ 8 heures. Les mesures doivent être faites pendant au moins deux heures de chaque côté du minimum prédit. 10 mesures ou plus sont nécessaires pour une courbe de lumière raisonnable ; elles peuvent être faites toutes les 15 minutes. Rapporter les observations sous β Per.
β Lyr ²	Avril à Novembre	3,30 – 4,35	Binaire à éclipse	12,94061713	Etoile à éclipses semi-détachée ce qui signifie qu'elle est en éclipse continue. Pendant la plus grande partie de sa période, une mesure par nuit est suffisante. Autour du minimum primaire (période de 1,5 jour), les mesures peuvent être faites toutes les heures. Rapporter les observations sous β Lyr.
μ Cep ^{1,2}	Toute l'année	3,43 – 5,1	Semi-régulière	835	Une mesure par nuit est suffisante. Rapporter les observations sous "miu" au lieu de "mu".
η Aql ²	Avril à Novembre	3,49 – 4,30	Céphéide classique	7,1769	Peut être observée deux fois en une nuit ou une fois avant minuit. Etoile variable historique célèbre avec une courbe de lumière régulière distinctive.
Mira ¹ (o Cet)	Avril à Novembre	2 – 10,1	Mira	331,96	Mesurable pendant 100 jours de chaque côté du maximum. Rapporter les observations sous o Cet.
R Lyr ^{1,2}	Avril à Novembre	3,81 – 4,44	Semi-régulière	46 :	Une mesure par nuit est suffisante.
β Cep	Toute l'année	3,16 – 3,27	Variable pulsante type β Cep	0,1904881	A une très petite amplitude et nécessite 30 images pour faire une mesure dans de bonnes conditions. A une période régulière et change constamment. Un cycle entier peut être mesuré en une session avec des mesures toutes les 5 mn. Rapporter les observations sous β Cep.
BE Lyn	Octobre à Avril	8,57 – 8,97	δ Scuti à grande amplitude	0,09586954	Possède une période régulière courte qui peut être étudiée en une session avec 10 mesures toutes les 5 minutes.
V474 Mon	Novembre à Mars	5,94 – 6,31	δ Scuti à grande amplitude	0,136126	Possède une période régulière courte qui peut être étudiée en une session avec 10 mesures toutes les 5 minutes.

¹ **Note :** Cette étoile est rouge, et les magnitudes DSLR non transformées peuvent être excessivement brillantes.

² **Note :** La carte de cette étoile existe dans le tutorial 10 étoiles (étoiles de l'hémisphère nord).

Table 7.2. Etoiles variables brillantes recommandées pour les débutants dans l'hémisphère Sud.

Etoiles de l'hémisphère Sud					
Nom	Peut être observée	Ecart de magnitude	Type de variable	Période (jours)	Notes
W Sgr ²	Mars à Octobre	4,29 – 5,14	Céphéide classique	7,59503	Système triple constitué d'une céphéide, d'une naine F5 proche, et d'une étoile A0 plus lointaine.
κ Pav ²	Avril à Novembre	3,91 – 4,78	Variable pulsante du type W Virginis	9,083	De loin, l'exemple le plus brillant d'une céphéide (vieille) de Population II. Etoiles de faible masse moins lumineuses que les Céphéides classiques. Elle présente de brusques changements de période. Une surveillance continue aide à les suivre. Rapporter les observations sous kap Pav.
β Dor ²	Septembre à Avril	3,41 – 4,08	Céphéide classique	9,8426	Seulement 0,1 mag. plus faible que I Car et la suit dans le classement. Les Céphéides classiques sont des étoiles massives de Population I (jeunes). Rapporter les observations sous bet Dor.
I Car ²	Décembre à Juillet	3,22 – 4,12	Céphéide classique	35.562	La Céphéide la plus brillante après Polaris, si l'on considère la magnitudes apparente. Rapporter les observations sous bet Lyr.
R Car ^{1,2}	Décembre à Août	3,9 – 10,5	Mira	307	Nécessite l'utilisation de différents réglages pour couvrir le cycle entier.
V Pup ²	Avril à Novembre	3,49 – 4,30	Céphéide classique	7,1769	Peut être observée deux fois en une nuit ou une fois avant minuit. Etoile variable historique célèbre avec une courbe de lumière régulière distinctive.
R Dor ^{1,2}	Octobre à Mai	4,78 – 6,32	Semi-régulière	172	Etoile semi-régulière présentant deux maxima et des changements de forte amplitude de cycle à cycle. Une parmi les plus grandes étoiles avec un diamètre mesuré interférométriquement depuis la Terre.
ζ Phe ²	Juillet à Février	3,94 – 4,42	Binaire à éclipses	1,6697671	De type Algol. Vous verrez l'étoile à son maximum la plupart du temps, aussi attraper une éclipse demande de la patience
RY Lep	Octobre à Mai	8,05 – 8,46	δ Scuti à grande amplitude	0,2251475	Un cycle entier peut être mesuré en une session avec des mesures toutes les 5 minutes
RS Gru	Juin à Janvier	7,94 – 8,48	δ Scuti à grande amplitude	0,1470117	Possède une période régulière courte qui peut être étudiée en une session avec 10 mesures toutes les 5 minutes.

¹ **Note :** Cette étoile est rouge, et les magnitudes DSLR non transformées peuvent être excessivement brillantes.

² **Note :** La carte de cette étoile existe dans le tutorial 10 étoiles (étoiles de l'hémisphère sud).

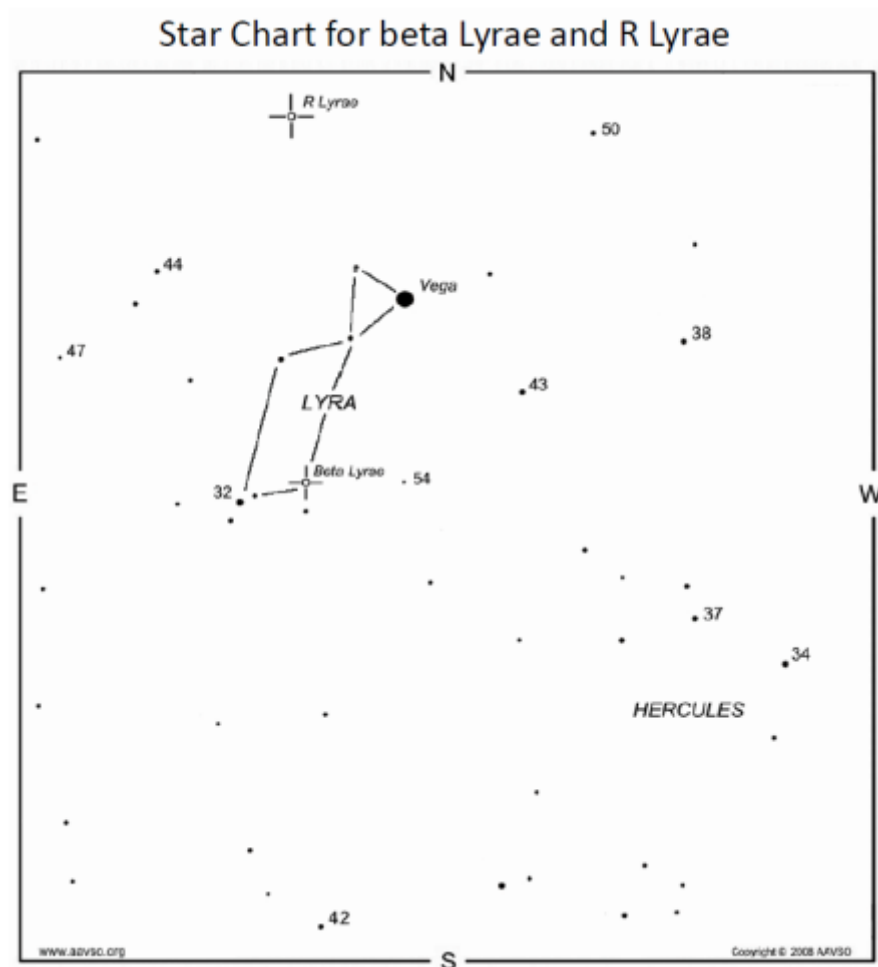


Figure 7.2. Carte pour β Lyrae et R Lyrae reproduite à partir du tutorial *AAVSO's 10-Star Training* pour les observateurs de l'hémisphère nord. (AAVSO)

7.2 Décision sur les objectifs à observer

Sans aucun doute, les deux plus grands facteurs influençant votre choix des objectifs sont votre objectif photographique et votre monture. Ceux-ci et ceux reliés à l'équipement ont été traités dans la chapitre 2. Les autres considérations importantes sont votre site d'observation (vue partiellement obstruée), conditions du ciel (pollution lumineuse aggravée dans certaines directions), la fréquence à laquelle vous observerez, et la durée de chaque session. Plus tard, quand vous décidez d'étendre votre liste d'objectifs, il sera judicieux de vérifier les programmes d'observation et les campagnes entamées, ou recommandées, par l'AAVSO et les autres organisations d'étoiles variables.

Par-dessus tout, choisissez les objets qui vous intéressent. Si vous ne trouvez pas cela drôle, vous ne le ferez pas longtemps. Ainsi, qu'est-ce qui vous attire ? Est-ce la satisfaction de maîtriser les challenges techniques ? Est-ce l'émotion de voir une courbe de lumière prendre forme au fur et à mesure que les observations sont ajoutées dans le temps ? Est-ce être à l'extérieur et en contact avec l'Univers ? Y a-t-il des étoiles que vous aimeriez observer simplement pour le fun ? Devons-nous être sérieux ? Pouvons-nous faire cela sérieusement, et contribuer à la Science et encore prendre du plaisir ? Absolument ! Croyez-le ou pas, cela fait la différence. Nous voulons que vous soyez couronné de succès, heureux et productif. Si la photométrie DSLR n'est pas drôle pour vous, vous y perdrez bientôt tout intérêt.

7.2.1 Planifier une session d'observation

Un nombre de considérations contribue à planifier une session d'observation. Une considération majeure est la durée dont vous disposez pour observer. Vous pouvez disposer simplement d'une heure ou deux, ou vous pouvez être capable d'observer toute la nuit. Si c'est d'une heure seulement, vous ne serez pas en mesure d'observer utilement une binaire à éclipses – qui demande en général des mesures sur quatre heures voire davantage. Mais en une heure, vous pouvez être capable d'observer cinq étoiles qui nécessitent une mesure par nuit. Souvenez-vous, une bonne pratique consiste à enregistrer des images multiples de chaque champ à partir duquel une magnitude moyenne peut être calculé.

Si vous projetez d'observer plusieurs étoiles dans une session, assurez-vous que vous notez soigneusement tous les changements de réglage de votre appareil photo effectués quand vous changez d'étoile. Il est trop facile d'oublier de changer ou d'enregistrer les réglages quand vous êtes fatigué en fin de nuit.

Les objets doivent être hauts dans le ciel au moment où vous projetez de les observer pour minimiser les effets de l'extinction différentielle. Un bon programme de planétarium est inestimable pour tester cela. Vous pouvez ignorer ce paramètre quand des observations critiques en temps sont nécessaires, par exemple novæ ou supernovæ, quand l'objet n'est pas bien placé dans le ciel.

Si vous êtes déjà un observateur visuel d'étoile variable, vous pouvez, bien sûr, choisir de conduire également une photométrie DSLR d'une étoile favorite en appliquant les principes de ce manuel.

7.2.2 Carte de localisation et cartes de comparaison avec tables photométriques

Localiser une étoile variable est une compétence acquise. Des cartes de recherche à jour et des tables de photométrie avec des séquences de magnitudes bien déterminées des étoiles de comparaison doivent être utilisées (Section 3.4.1). Les observateurs sont poussés à utiliser de telles cartes pour éviter le conflit qui peut se produire quand les magnitudes pour la même étoile de comparaison sont dérivées de différents jeux de cartes. Cela peut entraîner l'enregistrement de deux valeurs différentes de variation pour la même variable dans la même nuit.

7.2.3 Ephémérides pour prédire quand votre cible sera brillante ou faible

Une éphéméride (pluriel éphémérides ; du mot grec *ἐφημερίς*) est une table de valeurs qui affiche les dates et heures prédites du milieu de l'éclipse principale d'une binaire à éclipses ou du maximum pour des étoiles pulsantes (Céphéides et Miras). L'éphéméride des étoiles de nos listes recommandées peut être trouvée dans l'*AAVSO International Variable Star Index* (VSX) <http://www.aavso.org/vsx/>. Entrez le nom de l'étoile que vous désirez observer, par exemple W Sgr, et cliquez sur "search". La page résultat aura un lien appelé "Ephemeris" sur le côté droit de la ligne appelée "Epoch". Cliquez sur ce lien pour afficher une fenêtre listant les prochains maximums de cette variable Céphéide. Note : l'éphéméride vous donnera les prochains maxima à venir pour des étoiles pulsantes comme les céphéides et les minima primaires pour les binaires à éclipses.

Si l'époque et la période dans VSX n'ont pas été mises à jour depuis de nombreuses années, les heures actuelles des maxima/minima peuvent ne pas correspondre exactement aux heures prédites. Cela est une raison majeure pour continuer les observations des étoiles pulsantes et à éclipses, de

rechercher les changements de période qui peuvent être dus à des changements dans l'évolution ou à d'autres étoiles orbitant autour de la variable.

7.2.4 Rapport météo, humidité, point de rosée, température

Vérifiez les prévisions météo pour la nuit où vous projetez d'observer. Il peut y avoir une soirée prometteuse mais des bancs étendus de fins cirrus, qui deviennent invisibles quand il fait sombre, peuvent empêcher une bonne photométrie. Une caméra DSLR est si sensible que de fins cirrus peuvent faire la différence. Quelquefois, nous avons le plaisir de profiter d'un ciel transparent – dépourvu de nuages, de poussières et d'humidité. Profitez des avantages d'une telle nuit, quand elles se présentent, beaucoup trop rarement. Oubliez toutes les obligations familiales, professionnelles et sociales et soyez organisé !

Il existe beaucoup de sites web spécifiques et d'applications qui fournissent une information supplémentaire comparée aux prédictions météorologiques générales. Certaines nuits démarrent avec de bonnes conditions d'observation mais se détériorent ensuite, d'autres commencent couvertes pour s'éclaircir par la suite. Avec un planning prévisionnel, vous pouvez tirer avantage de sessions limitées par la météo pour faire des observations valables. Si les prévisions sont bonnes pour la nuit entière, vous pouvez vous préparer pour une longue série d'une binaire à éclipses ou d'une variable δ Scuti à grande amplitude, si votre monture est adaptée. Les séries d'imageries dans le temps avec une monture sans suivi seront un grand challenge, à la fois pour garder la cible et les étoiles de comparaison bien cadrées tout au long de la nuit et pour mesurer les images après.

Si le brouillard est prédit, votre appareil photo et son objectif peuvent s'embrumer. Cela peut se produire avant que le vrai brouillard se développe, aussi, vous devez planifier vos mesures afin qu'elles soient prises avant que le brouillard n'arrive. Il peut y avoir de la buée sur votre appareil photo sans qu'il n'y ait de brouillard, aussi soyez averti de cette possibilité, car elle ruinera vos mesures. Vous pouvez minimiser le problème en transférant votre appareillage dans un environnement froid mais plus sec (comme un garage) entre les mesures. Vous pouvez recouvrir votre appareil photo entre les mesures avec un sac en plastique, qui maintient un environnement plus sec.

Si la température ambiante est plus chaude ou plus froide que la température intérieure de votre maison, il est judicieux de mettre l'appareil photo à l'extérieur pendant 20 minutes afin que l'appareil photo et l'objectif puissent se mettre en équilibre thermique.

Si vous habitez près de l'océan, soyez averti que la condensation peut être salée, ce qui est très mauvais pour l'appareil photo et son objectif.

7.2.5 Conditions du ciel et phase de la lune

Bien que la pleine lune puisse avoir un impact significatif sur les observations visuelles des étoiles variables, l'effet sur les mesures DSLR est moins sévère. Une lune brillante n'a pas d'effet sur les mesures dans la partie du ciel opposée à la lune. Sous réserve que l'objectif de l'appareil photo possède un pare-soleil, les mesures sont possibles près de la lune brillante aussi longtemps qu'aucune lumière directe ou réfléchie de la lune n'entre dans l'objectif de l'appareil photo.

7.2.6 Avec quelle fréquence dois-je observer les étoiles de mon programme ?

Les tables 7.3 et 7.4 affichent la fréquence recommandée d'observation (cadence) pour différents types de variables.

Table 7.3. Cadence d'observation recommandée pour plusieurs classes d'étoiles variables.

TYPE	DESCRIPTION	CADENCE (jours)
Galaxies actives (AGN)	Noyaux galactiques actifs. Objets extragalactiques optiquement variables inclus uniquement pour des raisons historiques ou des campagnes d'observation. Types GCVS, GAL, BLLAC, QSO.	1
Gamma Cassiopeiae (GCAS)	Variables éruptives irrégulières du type γ Cassiopeiae. Ce sont des étoiles en rotation rapide avec des éjections de masse issues de leurs zones équatoriales. La formation d'anneaux équatoriaux ou de disques s'accompagnent d'un affaiblissement ou d'un accroissement temporaire. L'amplitude de lumière peut atteindre 1,5 magnitude en V.	5 - 10
Irrégulières	Variables irrégulières lentes. Les variations de lumière de ces étoiles ne montrent pas d'évidence de périodicité, ou une éventuelle périodicité présente est très peu définie et apparaît seulement occasionnellement. Les étoiles se voient souvent attribuées ce type en raison de leur étude insuffisante.	5 - 10
Miras (LPVs) période < 300 jours	Variables du type α Ceti (omicron). Il s'agit de variables géantes à longue période avec des amplitudes de lumières comprises entre 2,5 et 11 en V. Leur période s'étend entre 80 et 1000 jours.	5 - 7
Miras (LPVs) période 300–400 jours		7 - 10
Miras (LPVs) période > 400 jours		14
Novæ (N)	Systèmes binaires rapprochés avec des périodes orbitales entre 0,05 et 230 jours. L'une des composantes de ce système est une étoile naine blanche très chaude qui soudain, pendant une durée d'une à plusieurs dizaines ou centaines de jour, augmente sa luminosité de 7 à 19 magnitude, puis elle retourne graduellement à sa brillance initiale au bout de plusieurs mois ou années.	1
R Coronæ Borealis (RCB)	Variables du type R Coronæ Borealis. Elles sont déficientes en hydrogène et riches en hélium et carbone. Ce sont des étoiles de grande luminosité appartenant au type spectral Bpe-C, qui sont à la fois des variables éruptives et pulsantes. Elles présentent des affaiblissements non périodiques de 1 à 9 magnitudes en V durant entre un mois et plusieurs centaines de jours.	1
Novæ récurrentes (NR)	Novæ récurrentes, qui diffèrent des novæ typiques par le fait que deux ou plusieurs éruptions (au lieu d'une seule) séparées de 10 à 80 années ont été observées. Exemples : T CrB, T Pyx.	1
RV Tauri (RV)	Variables du type RV Tauri. Ce sont des géantes pulsantes radiales. Les courbes de lumière sont caractérisées par la présence de doubles vagues avec des minima alternativement primaires et secondaires qui peuvent varier en profondeur de telle façon que les minima primaires peuvent devenir secondaires et vice versa. L'amplitude de lumière complète peut atteindre 3 à 4 magnitudes en V. Les périodes entre deux minima consécutifs (appelés périodes formelles) s'étalent dans l'intervalle 30 – 150 jours.	2 - 5
S Doradus (SDOR)	Variables du type S Doradus. Ce sont des étoiles éruptives à haute luminosité montrant des changements de lumière irréguliers avec des amplitudes dans l'intervalle 1 – 7 magnitudes en V. Elles appartiennent aux étoiles bleues les plus brillantes de leurs galaxies parentes. En règle générale, ces étoiles sont reliées à des nébuleuses diffuses et sont entourées d'enveloppes en expansion. Exemples : P Cyg, η Car.	5 - 10
Supernovæ (SNe)	Supernovæ. Ce sont des étoiles qui augmentent (suite à une explosion finale) leur éclat de 20 magnitudes ou plus, puis s'affaiblissent lentement. Selon la forme de la courbe de lumière et les caractéristiques spectrales, les Supernovæ se divisent en type I et II.	1
Semi-régulières (SR, SRA, SRB, SRC)	Variables semi-régulières, qui sont des géantes ou des super-géantes de type spectral intermédiaire et avancés montrant une périodicité notable de leurs variations de lumière, accompagnés ou quelquefois interrompus par des irrégularités variées. Les périodes s'étalent entre 20 et plus de 2000 jours, alors que les formes des courbes de lumière sont plutôt différentes et variables, et leurs amplitudes peuvent être entre plusieurs centièmes et plusieurs magnitudes (généralement 1 à 2 magnitudes en V).	5 - 10

TYPE	DESCRIPTION	CADENCE (jours)
Novæ naines (NL, UG, UGSS, UGSU, UGWZ, UGZ)	Variables du type U Geminorum, ou "novæ naines". Ce sont des systèmes binaires serrés composés d'une étoile naine ou sous-géante qui remplit l'espace de son lobe de Roche interne et d'une naine blanche entourée par un disque d'accrétion. Les périodes orbitales varient entre 0,05 et 0,5 jours. De temps en temps, la luminosité du système augmente rapidement de plusieurs magnitudes (sursaut) et, après un intervalle de plusieurs jours à un mois ou plus, retourne à son état original. Selon les caractéristiques des variations de lumière, les variables de type U Geminorum peuvent se subdiviser en trois types : type SS Cyg (UGSS), SU UMa (UGSU), et Z Cam (UGZ).	1
Jeunes objets stellaires (YSOs) en état actif	Jeunes objets stellaires. Étoiles variables de la séquence pré-principale. Ce peuvent être des étoiles T Tauri, UXors, FUors, ou EXors.	1 ou moins
Jeunes objets stellaires (YSOs) en état inactif		2 - 5
Symbiotiques (ZAND)	Étoiles variables du type Z Andromedæ. Ce sont des binaires serrées composées d'une étoile très chaude, d'une étoile de type avancé, et d'une enveloppe étendue excitée par les radiations de l'étoile chaude. La luminosité combinée montre des variations irrégulières avec des amplitudes allant jusqu'à 4 magnitudes en V.	1
Binaires à éclipses (EB)		1 par minute
δ Scuti à grande amplitude (HADS)		1 par minute

Table 7.4. Cadence d'observation et précision temporelle recommandées pour plusieurs classes d'étoiles variables.

TYPE D'ETOILE	FREQUENCE D'OBSERVATION	RAPPORTEZ LA DATE JULIENNE AVEC
Céphéides	Chaque nuit claire	4 décimales
Variables cataclysmiques	Chaque nuit claire	4 décimales
Mira	Une fois par semaine	1 décimale
Semi-régulières	Une fois par semaine	1 décimale
Étoiles RV Tauri	Une fois par semaine	1 décimale
Étoiles symbiotiques	Une fois par semaine	1 décimale
Étoiles R CrB*	Pendant le maximum une fois par semaine	1 décimale
Étoiles R CrB	Pendant les minima une fois par semaine	4 décimales
Variables irrégulières	Une fois par semaine	1 décimale
Variables suspectes	Chaque nuit claire	4 décimales
Étoiles à flares	En continu, pendant 10 à 40 minutes dans le cas de rares sursauts	4 décimales
Binaires à éclipses	Toutes les 10 minutes pendant l'éclipse	4 décimales
Étoiles RR Lyræ	Toutes les 10 minutes	4 décimales
Note : Les étoiles symbiotiques et R CrB peuvent avoir des variations de petite amplitude et de courte période. Si vous les observez, leurs observations doivent être faites à chaque nuit claire et rapportées avec 4 décimales.		

7.2.7 Observation d'étoile non variable

Un intéressant et bon travail de nuit peut être passé en testant l'équipement et ses réglages. Prendre des images de champs d'étoiles standards vous permettra de déterminer les coefficients de transformation et de tester la précision et la reproductibilité de vos mesures. Une autre expérience digne d'intérêt consiste à vérifier comment le signal sur bruit augmente quand dix, vingt, ou trente images sont composées (ou moyennées) par rapport à une image unique.

Avant d'essayer la photométrie des étoiles variables, il est un très bon exercice scientifique qui consiste à faire de la photométrie sur des étoiles qui ne varient pas. Vous pouvez prendre deux étoiles proches non variables et mesurer la différence en luminosité puis comparer votre estimation de la

différence avec la différence du catalogue. Vous découvrirez que passer vos premières nuits claires pour faire ces exercices en photométrie DSLR aide beaucoup lorsque vous attaquerez vos premières étoiles variables.

C'est une très bonne méthode pour développer la connaissance de votre équipement. Faites de essais en changeant la focalisation, la longueur de la pose, la rapidité ISO et le diaphragme. Entraînez-vous pour savoir quels réglages donnent la mesure la plus précise.

Testez une paire d'étoiles qui présente une différence de magnitude d'environ 0,5, une différence de magnitude d'environ 0,2 et une différence de magnitude d'environ 0,1. Vous pouvez trouver, par exemple, que vous pouvez uniquement comparer des étoiles avec une différence de magnitude d'environ 0,1 quand les conditions d'observation sont très bonnes. Avec l'expérience vous devez être capable de mesurer de façon sûre des variations de magnitude de 0,01 à 0,02 avec des étoiles brillantes.

Déterminez les étoiles les plus brillantes et les plus faibles qui sont à la portée de votre objectif et de votre monture pour une photométrie pratique.

Choisissez des paires d'étoiles de la même couleur sinon la différence que vous déterminez peut ne pas correspondre aux valeurs catalogue en dépit de la correction de vos réglages et procédures.

7.3 Le moment de démarrer

Dans ce manuel, nous avons présenté en détail la façon dont les appareils photo DSLR peuvent être utilisés pour surveiller les changements de luminosité des étoiles variables. Pour de nombreux types de variables, les mesures DSLR peuvent être comparables à la photométrie CCD en termes de précision et de fiabilité. Les appareils photo DSLR fournissent un coût plus faible pour les amateurs d'affiner leurs talents de photométrie et de contribuer à fournir des données scientifiques valables à la Base de Données Internationale de l'AAVSO.

Maintenant, il est temps de prendre votre DSLR sous les étoiles et de mettre en pratique tout ce que vous avez appris. Amusez-vous !

Annexe A : Test d'un appareil DSLR

Ce document est basé sur l'information des références suivantes :

1. *The Handbook of Astronomical Image Processing*, Second Ed., Richard Berry et James Burnell, Willmann-Bell, Richmond, VA.
2. *Profiling the Long-Exposure Performance of a Canon DSLR* publié sur Cloudy Nights by Craig Stark. Un PDF de cet article et d'autres articles intéressants sont disponibles sur :

<http://www.stark-labs.com/craig/articles/articles.html>

Voir l'annexe E pour des informations sur les tests de linéarité d'un capteur DSLR.

Vous pouvez déterminer plusieurs paramètres de base de votre appareil photo DSLR à partir d'un jeu d'images bias, dark et flat. Celles-ci incluent le gain du système, la valeur ADU maximale (valeur de saturation), la capacité totale d'un puits et le bruit de lecture. Vous pouvez également mesurer la montée en température de votre capteur dès qu'une série d'images est prise et déterminer comment le niveau de bruit évolue avec la température.

Ces mesures doivent être répétées pour chaque réglage ISO de 100 à 800 qui sont les seuls à considérer pour la photométrie.

NOTE : Tout au long de ce document, des références sont faites sur l'extraction d'un des plans de couleur vertes. Certains logiciels de photométrie, par exemple MaxIm DL, vous permettent d'extraire les deux plans séparément. D'autres combinent les deux plans verts en une seule image, par exemple AIP4Win. Si votre logiciel produit une image verte unique, vous devez utiliser soit le plan bleu soit le plan rouge quand vous mesurez les paramètres de votre appareil photo. Cela pour la raison qu'une image verte combinée aura une déviation standard plus faible comparée à celle des images vertes individuelles, et en conséquence, les paramètres dérivés de la déviation standard seront incorrects.

Valeur ADU maximale

Les appareils photo DSLR modernes ont des convertisseurs analogue-digital à 14 bits (ADC) qui nominativement donnent une valeur ADU maximale de $(2^{14} - 1) = 19383$. Certains appareils photo plus anciens ont un convertisseur 12 bits avec une valeur ADU maximale de $(2^{12} - 1) = 4095$. Cependant, en réalité, la valeur réelle sera quelque peu inférieure, et peut être différente à ISO 100 par rapport à des réglages ISO plus élevés.

1. Enregistrez une image flat field surexposée.
2. Mesurez la valeur maximale des pixels (elle doit être identique pour tous les plans colorés).

Résultats obtenus avec un Canon 1100D :

ISO	ADU maximale
100	13584
200	15304
400	15303
800	15304

Décalage du système

Certains appareils photo ont un décalage (offset) systématique par construction. Cela est un décalage parfaitement déterminé du codage du niveau noir dans le fichier image. C'est souvent 1024 ou 2048 ADUs dans les appareils photo 14 bits, ou 256 pour les anciens appareils photo 12 bits. Ce décalage offre la possibilité d'enregistrer des valeurs négatives de bruit et une dérive du niveau du noir.

1. Enregistrez un cliché d'offset sans aucune lumière entrant dans l'appareil photo (masquer le viseur, capuchon en place, pièce assombrie) et avec le temps le plus court permis par votre appareil photo (par exemple 1/4000 sec).
2. Mesurez la valeur médiane de tous les pixels ; c'est la valeur d'offset du système.

Résultats obtenus avec un Canon 1100D :

ISO	ADU maximale
100	2018
200	2048
400	2048
800	2048

Gain du système (ou facteur de conversion)

Le gain du système s'exprime en électrons par ADU et exprime le nombre d'électrons requis pour changer l'intensité d'un pixel par une unité Analogique vers Digital, l'unité de base du changement dans une image DSLR ou CCD. Le gain du système doit être le même dans chaque plan de couleur mais il est différent pour chaque réglage ISO.

1. Enregistrez deux images flat avec le même temps de pose. Réglez la pose afin que la valeur du pixel moyen soit environ 2/3 de la valeur ADU maximale, et qu'aucun pixel ne soit saturé.
2. Extraire un des plans verts de chaque image et sauvez les sous les noms FG1 et FG2.
3. Ajoutez FG1 et FG2 ensemble et mesurez la valeur moyenne du pixel dans une zone proche du centre d'environ 100 x 100 pixels en taille. Notez cette valeur comme $(\overline{FG1} + \overline{FG2})$.
4. Soustraire FG2 de FG1 puis ajoutez 5000 (pour s'assurer que l'image résultante ne contient de pixels avec des valeurs négatives).
5. Mesurez la déviation standard dans une zone proche du centre d'environ 100 x 100 pixels en taille. Notez cette valeur comme $\sigma_{(FG1-FG2)}$.
6. Enregistrez deux images d'offset.

7. Extraire un des plans verts de chaque image d'offset et sauvez-les sous le nom de BG1 et BG2.
8. Ajoutez BG1 et BG2 ensemble et mesurez la valeur moyenne du pixel dans une zone proche du centre d'approximativement 100 x 100 pixels en taille. Notez cette valeur comme $(\overline{BG1} + \overline{BG2})$.
9. Soustraire BG2 de BG1 puis ajoutez 5000 (pour s'assurer que l'image résultante ne contient de pixels avec des valeurs négatives).
10. Mesurez la déviation standard dans une zone proche du centre d'environ 100 x 100 pixels en taille. Notez cette valeur comme $\sigma_{(BG1-BG2)}$.

$$\text{Gain du système} = \frac{(\overline{FG1} + \overline{FG2}) - (\overline{BG1} + \overline{BG2})}{\sigma_{(FG1-FG2)}^2 - \sigma_{BG1-BG2}^2} \text{ électron/ADU}$$

Résultats obtenus avec un Canon 1100D :

ISO	Gain [electron/ADU]
100	3.29
200	1.62
400	0.83
800	0.40

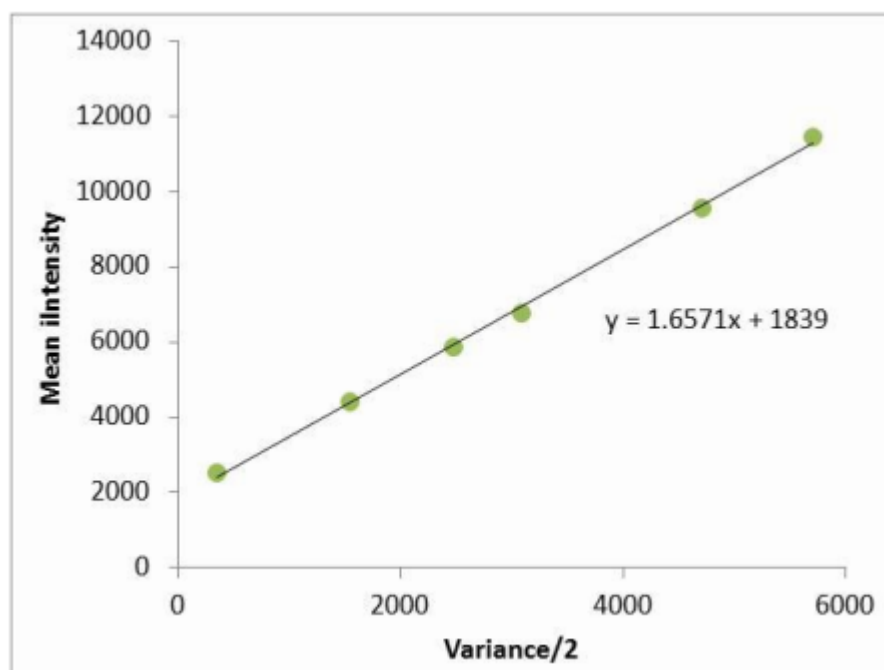
Gain du système (méthode alternative)

Voici une méthode plus complexe mais plus solide.

1. Enregistrez une série d'images flat field, deux à chaque pose parmi plusieurs temps de pose. Les images les plus longues ne doivent pas dépasser la valeur ADU maximale. Les images avec les poses les plus courtes doivent avoir une valeur ADU moyenne d'au moins quelques centaines d'ADU au-dessus de l'offset du système.
2. Extraire un des plans verts de chaque image flat field.
3. Pour une image dans chaque paire, mesurez la valeur moyenne du pixel dans une zone proche du centre d'environ 100 x 100 pixels en taille. Notez cette valeur comme $(\overline{FG1})$.
4. Pour chaque paire, soustraire FG2 de FG1 puis ajoutez 5000 (pour s'assurer que l'image résultante ne contient de pixels avec des valeurs négatives).
5. Mesurez la déviation standard dans une zone proche du centre d'environ 100 x 100 pixels en taille. Notez cette valeur comme $\sigma_{(BG1-BG2)}$.
6. Calculez la variance en élevant au carré $\sigma_{(BG1-BG2)}$ puis divisez le résultat par 2.
7. Tracer l'intensité moyenne en fonction de la variance/2.
8. La pente de la ligne de meilleur ajustement est le gain du système au réglage ISO utilisé. Cela doit être très similaire pour chaque plan coloré mais différent pour chaque réglage ISO.

Un exemple avec des données issues d'un Canon 1100D à ISO 200 est affiché dans la table et le schéma ci-dessous.

Paire ISO 200	$(\overline{FG1})$.	$\sigma_{(BG1-BG2)}$	$\frac{\sigma^2_{(BG1-BG2)}}{2}$
1	11437.569	106.809	5704.1
2	9576.640	96.978	4702.4
3	6786.631	78.522	3082.9
4	5861.261	70.304	2471.3
5	4426.033	55.426	1536.0
6	2514.221	26.337	346.8



Le gain du système à chaque réglage ISO de 100 à 800 est montré dans la table ci-dessous. Elles sont très similaires aux valeurs obtenues au-dessus.

ISO	Gain [electron/ADU]
100	3.41
200	1.66
400	0.84
800	0.40

Bruit de lecture

La seule source de bruit dans les clichés d'offset est le bruit de lecture. Le bruit de lecture doit être le même dans chaque plan coloré mais il est différent pour chaque réglage ISO.

1. Enregistrez deux clichés d'offset.

2. Extraire un des plans verts de chaque cliché d'offset et sauvegardez-les sous le nom de BG1 et BG2.
3. Soustraire BG2 de BG1 puis ajoutez 5000 (pour s'assurer que l'image résultante ne contient de pixels avec des valeurs négatives).
4. Mesurez la déviation standard de l'image résultante. Notez cette valeur comme $\sigma_{(BG1-BG2)}$.

$$\text{Bruit de lecture} = \frac{\sigma_{(BG1-BG2)}}{\sqrt{2}} \times \text{gain} [\text{electron r.m.s}]$$

Résultats obtenus avec un Canon 1100D :

ISO	Bruit de lecture [électron]
100	23.7
200	12.5
400	7.0
800	3.1

Capacité totale du puits

La capacité totale du puits doit être la même dans chaque plan coloré mais sera différente pour chaque réglage ISO. En réalité, la valeur ISO 100 est la vraie capacité totale du puits, à des réglages ISO supérieurs, la valeur mesurée est le nombre maximum d'électrons requis pour atteindre la valeur ADU maximale

$$\text{Capacité totale du puits} = (\text{gain du système}) \times (\text{valeur ADU maximale}) [\text{électrons}]$$

Résultats obtenus avec un Canon 1100D :

ISO	Capacité totale du puits [électron]
100	46376
200	25603
400	12787
800	6088

Courant d'obscurité

Les mesures faites jusqu'à présent sont analogues à celles utilisées pour caractériser une caméra CCD. Le courant d'obscurité, cependant, ne peut pas être mesuré directement à partir des images DSLR de la même façon que pour les images CCD. Pour une CCD, nous laisserions la température se stabiliser puis enregistrerions un cliché d'obscurité à longue pose (D) de t secondes. A partir de là, nous soustrayons un cliché d'offset (B) puis mesurons la valeur moyenne du pixel dans une région voisine du centre du cliché $(\overline{D - B})$. Cette valeur est multipliée par le gain pour déterminer le courant d'obscurité moyen :

$$\text{Courant d'obscurité} = \frac{\text{gain} \times (\overline{D - B})}{t} \quad [\text{électrons/pixel/seconde}]$$

Ce nombre doit toujours être positif et augmenter avec la température du CCD. Si la température est stable, la quantité totale d'électrons injectés dans chaque pixel par le courant d'obscurité s'accroît linéairement avec le temps.

Les images RAW enregistrées avec les appareil photo DSLR Canon, et éventuellement d'autres, NE MONTRE PAS la même conduite au niveau du courant d'obscurité. En utilisant un exemple à partir d'un Canon 1100D à 400 ISO (Note : certains logiciels de photométrie ajoutent un offset pour mastériser les clichés d'offset, MaxIm DL appelle cela un "socle", aussi prenez soin de soustraire cette valeur quand vous utilisez un maître offset dans le calcul):

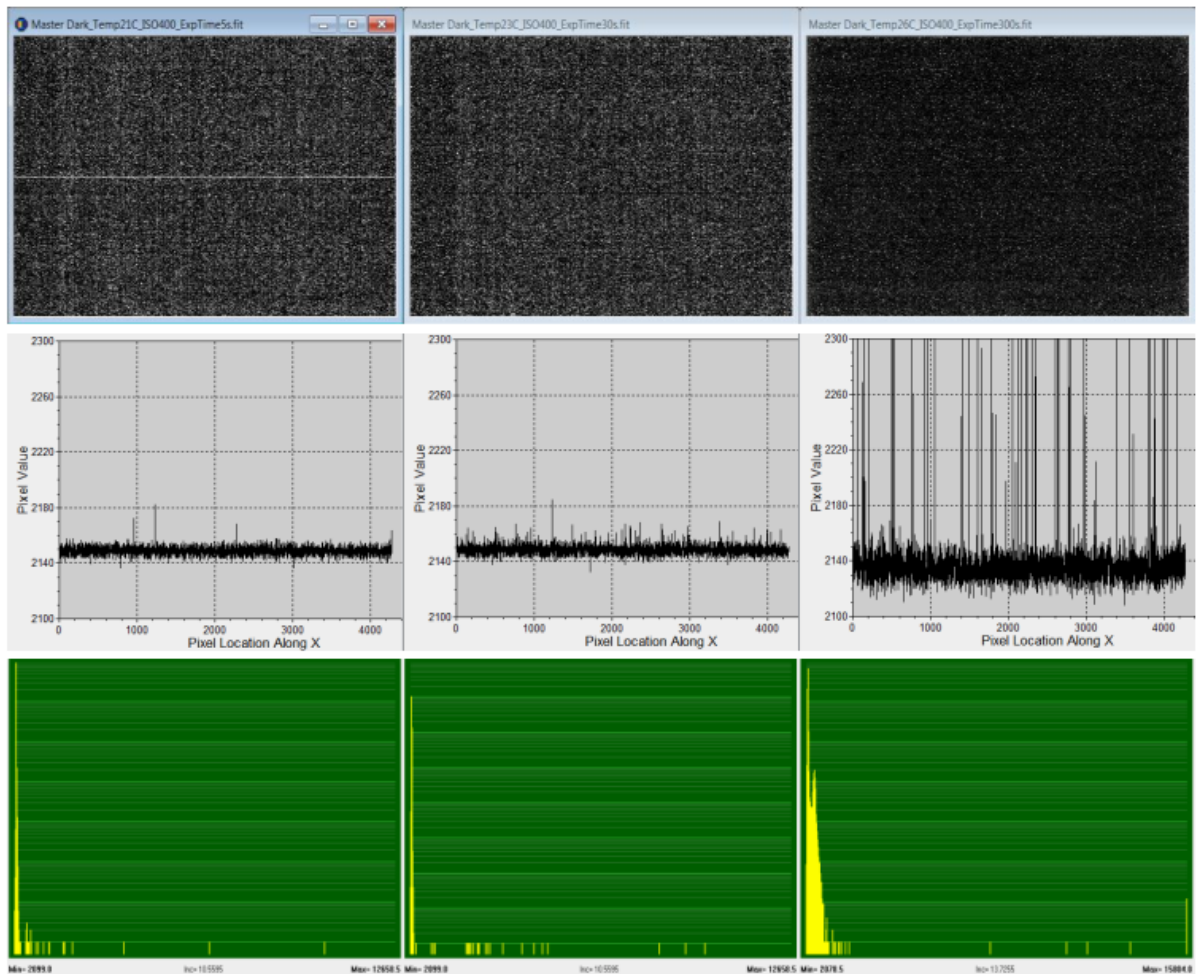
$$\text{Courant d'obscurité} = \frac{(0.84 \times (2045.90 - (2148.117 - 100)))}{60} = -0.042 \quad [\text{électrons/pixel/seconde}]$$

Ceci est physiquement irréaliste. Craig Stark a exploré ce comportement avec un Canon 450D plus ancien. La variance dans les images d'obscurité s'accroît quand le temps d'exposition s'accroît, comme prévu. Cependant, la valeur moyenne du pixel ne s'accroît pas linéairement ; au lieu de cela il reste à quelques ADUs de la valeur d'offset. Il en conclut que même dans une image RAW, un certain traitement a été fait pour réduire l'effet du courant d'obscurité. Alors, comment cela affecte-il la photométrie avec un appareil photo DSLR ? Mon avis actuel est :

1. Utilisez des clichés d'obscurité de même temps d'exposition et à la même température que les images scientifiques.
2. Il peut être préférable d'utiliser un cliché d'obscurité factice pour éviter d'ajouter du bruit à l'image calibrée.
3. Si un cliché d'obscurité factice est utilisé, il peut être utile d'appliquer une carte des mauvais pixels pour réduire l'effet des pixels chauds ou morts.

Cependant, ces conclusions doivent être confirmées par des expérimentations futures.

Les images-maîtres d'obscurité d'un Canon 1100 D à 400 ISO, les profils de lignes et les histogrammes sont montrés ci-dessous



En haut à gauche : 5 s à 21°C, **en haut au milieu** : 30 s à 23°C, **en haut à droite** : 300 s à 26°C

Au centre : profils de ligne à travers la même rangée de pixels (montré sur l'image en haut à gauche) issus des trois images-maître d'obscurité.

En bas : Histogrammes des trois images-maitres d'obscurité. La valeur ADU du pixel (intensité) est tracée sur l'axe horizontal et le nombre de pixels avec cette valeur ADU est affichée sur l'axe vertical (échelle logarithmique).

Comme on le voit dans les profils de lignes, l'intensité médiane du pixel est de 2148 ADU pour les poses de 5 s et 30 s, qui représente l'offset systématique de 2048 ADU imposé par Canon sur les images RAW plus 100 ADU supplémentaires imposé par MaxIm DL. Cependant l'intensité médiane du pixel de l'image posé 300 s est seulement de 2136 ADU. Il apparait que Canon ajuste l'offset systématique pour les expositions longues pour une raison inconnue, même dans les images RAW. Cela n'affecte pas négativement la photométrie à partir d'images à longue poses, mais la correction du courant d'obscurité pendant la calibration de l'image sera nécessaire pour minimiser l'effet du signal de courant d'obscurité supplémentaire.

La grande majorité des pixels dans les images dark-maîtres réside à l'intérieur du pic le plus à gauche des histogrammes centrés sur 2148 ADU. Ceux-ci représentent la distribution du bruit du courant d'obscurité aléatoire.

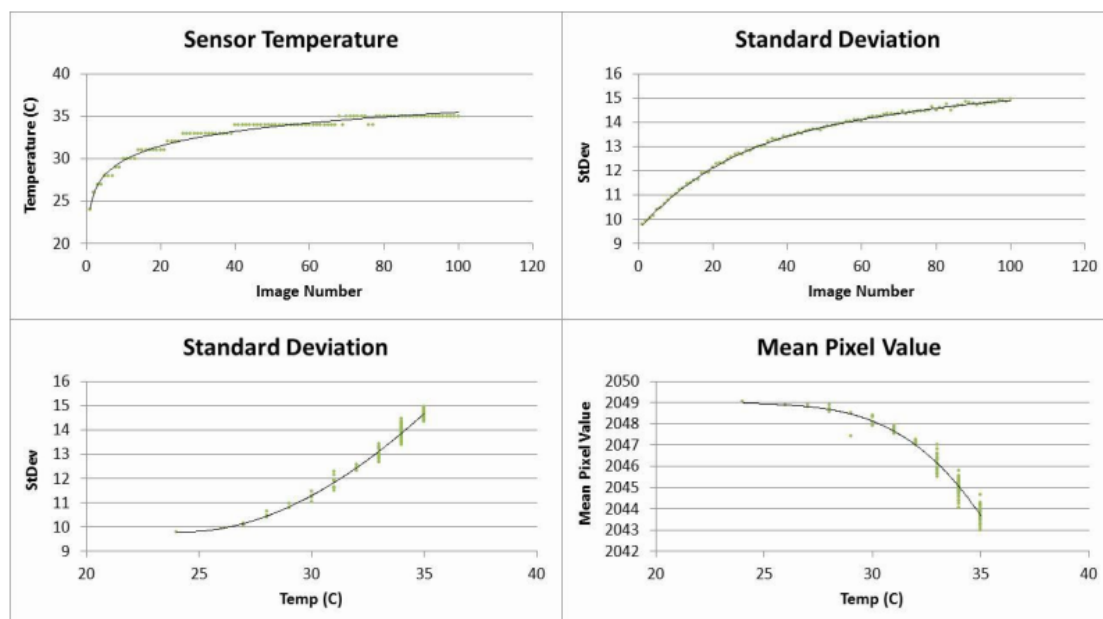
La pose de 300 s montre aussi ce pic, ainsi qu'un pic secondaire à environ 200 ADU à sa droite qui représente une population de pixels légèrement différente qui possèdent plus de courant d'obscurité. Les largeurs de ces pics augmentent quand la température du capteur s'accroît. Un petit nombre de pixels chauds classiques (présentant une réponse plus élevée que la majorité des pixels dans le capteur) sont à la droite des histogrammes.

Stabilité en température

Les appareils photo DSLR ne sont pas activement refroidis comme les caméras CCD astronomiques. La température du capteur dépend de la température ambiante et de la chaleur générée en interne par l'électronique de la caméra. On peut étudier cet effet en enregistrant une longue série d'images dark. La température du capteur est enregistrée dans l'information EXIF de l'image RAW, mais tous les programmes n'affichent pas cette information. IrfanView est un programme freeware de visualisation d'image (disponible sur <http://www.irfanview.com/>) qui montre toutes les données EXIF.

1. Estimez la durée de pose de votre exposition, par exemple, 8 s pour un appareil photo monté sur trépied ou 60 s pour une monture entraînée.
2. Prenez 100 clichés dark avec la pose déterminée à l'étape 1.
3. Déterminez la valeur moyenne du pixel, la déviation standard et la température de chaque image dark.
4. Tracez la température du capteur en fonction du numéro de l'image.
5. Tracez la déviation standard en fonction du numéro de l'image.
6. Tracez la déviation standard en fonction de la température du capteur.
7. Tracez la valeur moyenne du pixel en fonction de la température du capteur.
8. Tracez la valeur moyenne du pixel en fonction du numéro de l'image.

Un exemple avec des poses de 60 s avec un Canon 1100D à 400 ISO est affiché ci-dessous :



Le tracé supérieur gauche montre que la température du capteur s'élève rapidement au début de la séquence d'images et approche de l'équilibre après 2 heures (100 images x (60 + 10) d'exposition plus la durée du téléchargement). Une température plus élevée entraîne un courant d'obscurité plus

élevé et une plus grande déviation standard et cela est confirmé par les tracés supérieur droit et inférieur gauche. Un courant d'obscurité plus élevé doit aussi donner une valeur moyenne de pixel augmentée quand la température augmente, cependant le tracé inférieur droit montre clairement le contraire. Comme cela a été mentionné dans la section sur le courant d'obscurité ci-dessus, Craig Stark attribue cette anomalie à un traitement interne par l'appareil photo pour compenser les changements de température, et ce processus est également appliqué aux images RAW.

Annexe B – Test des flats pour une illumination uniforme

Peu importe la méthode flat-field employée, il est important de vérifier l'uniformité de l'éclairage. Une variation de 1% dans l'image peut entraîner une erreur de mesure d'environ 0,01 magnitude.

Un moyen simple de vérifier l'uniformité de l'éclairage est de prendre des images flat-field de deux jeux d'images, le second jeu enregistré après rotation de 90° de l'appareil photo. Divisez une image maître par l'autre et mesurez l'intensité des pixels (valeurs ADU) sur les diagonales de l'image résultante. Il y aura des fluctuations aléatoires dues à des statistiques de comptage mais dans l'idéal il ne doit pas y avoir augmentation ou de diminution systématique dans l'intensité.

Un exemple est montré dans la figure B.2 où l'illumination inégale a été obtenue en enlevant un des huit globes à incandescence de la boîte à lumière. Le graphique à droite montre une variation systématique de 1 % le long de la diagonale 1 (bleu) et 0,2 % (rouge). Quand les huit ampoules sont utilisées (graphique de gauche), la variation systématique le long de la diagonale 1 (bleu) est de moins de 0,1 % mais le long de la diagonale 2 (rouge) elle augmente légèrement à 0,3 %.

Vous devez essayer d'atteindre une variation systématique de moins de 0,5 % dans vos clichés de flat maître.

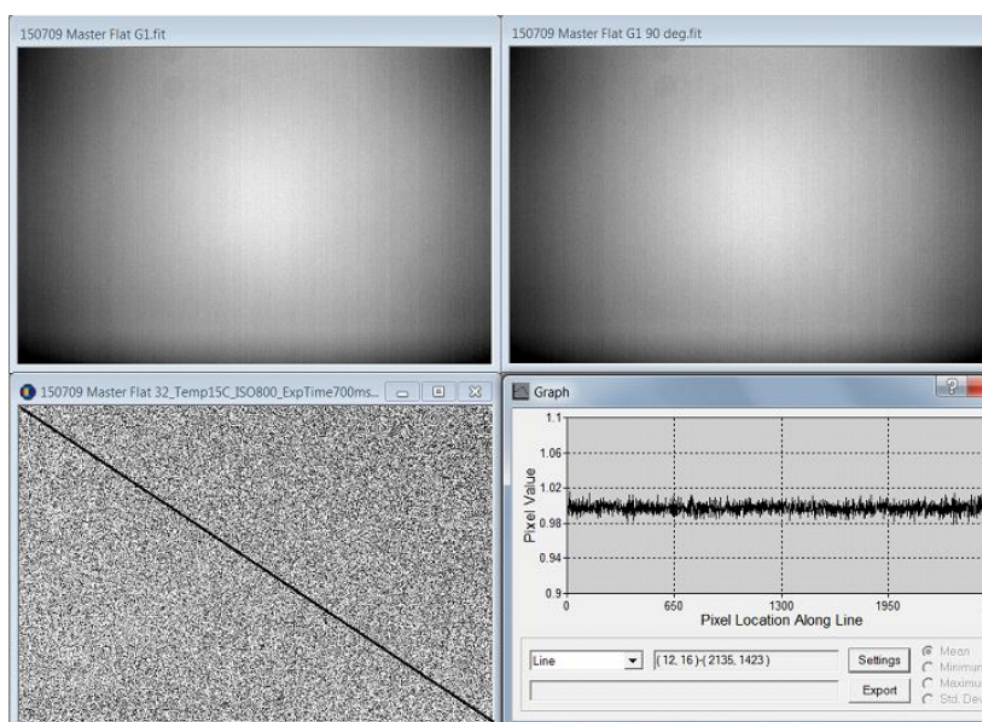


Figure B1. Flat maître du canal vert enregistré avec l'appareil photo tourné à 0° (panneau supérieur gauche) et tourné de 90° (panneau supérieur droit) par rapport à la boîte de lumière. Le panneau inférieur gauche montre l'image résultante après division de la première flat maître par la seconde. Le panneau inférieur droit montre le profil d'intensité le long de la diagonale. (Mark Blackford)

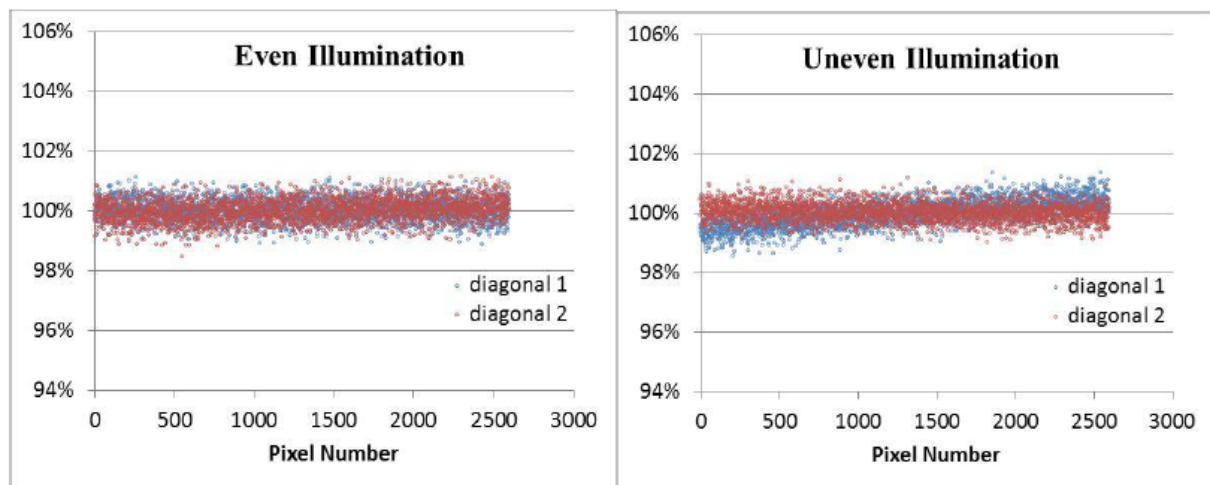


Figure B.2. *Profils de ligne obtenus en divisant deux flat-fields maitres montrant le résultat d'un éclairage uniforme (gauche) et d'un éclairage non uniforme (à droite).*

Annexe C : Illustration de l'extinction primaire, secondaire et différentielle

(Adapté d'un article de Mark Blackford paru dans Variable Stars South Newsletter, Octobre 2015)

En prenant quelques précautions, les photométristes CCD prenant des clichés avec un télescope de focale moyenne à longue peuvent sans encombre ignorer les effets de l'extinction atmosphérique. Cela n'est pas toujours vrai pour les photométristes DSLR utilisant un objectif standard ou un téléobjectif où le champ relativement large du champ de vue peut entraîner des différences significatives dans la masse d'air au travers de l'image. Cet article explique plusieurs aspects de l'extinction atmosphérique et quantifie leurs effets sur la photométrie pour des scénarios de CCD/télescope et de DSLR/objectif.

Probablement, l'effet le plus évident de l'extinction atmosphérique est l'affaiblissement et le rougissement du soleil à son coucher, mais les étoiles sont affectées de la même façon. Il existe de nombreux facteurs impliquant la dispersion des aérosols de Rayleigh et l'absorption moléculaire, principalement par l'ozone. Dans une atmosphère normale, la diffusion de Rayleigh par les molécules gazeuses domine.

La quantité d'affaiblissement est proportionnelle à la longueur du chemin parcouru dans l'atmosphère (extinction primaire). Les longueurs d'onde les plus courtes, c'est à dire les bleues sont plus affaiblies que les longueurs d'onde plus longues. De plus, l'index de couleur de l'étoile ajoute aussi un petit effet supplémentaire sur la quantité d'affaiblissement (extinction secondaire). Dans un large champ de vue, les images d'étoiles proches de l'horizon peuvent avoir une masse d'air nettement plus grande que les étoiles éloignées, entraînant ainsi des quantités différentes d'affaiblissement (extinction différentielle). Ci-dessous, nous illustrons chacun de ces concepts en utilisant des observations DSLR en série d'étoiles non variables.

Extinction atmosphérique primaire

Au zénith (angle zénithal ; $\zeta = 0^\circ$), la longueur du chemin de la lumière d'une étoile à travers l'atmosphère terrestre est définie comme masse d'air $X = 1$. La masse d'air s'accroît quand ζ devient plus grand, au début très lentement mais de plus en plus rapidement quand l'étoile s'approche de l'horizon. La figure C1 montre la magnitude instrumentale brute dans chaque canal coloré DSLR pour une étoile non variable tracée en fonction du temps (graphique supérieur gauche) et en fonction de la masse d'air (graphique supérieur droit). Quand la turbulence est stable et que la transparence reste constante durant la nuit (on parle de nuit photométrique), la magnitude instrumentale mesurée est une fonction linéaire de la masse d'air, comme le montre ce tracé.

En première approximation, la pente de la ligne est le coefficient d'extinction primaire et il est plus grand pour des longueurs d'onde plus courtes (c'est-à-dire bleues). Ceci est plus facilement visible sur le graphique inférieur gauche où les magnitudes instrumentales ont été normalisées à la magnitude zéro pour une masse d'air $X = 0$, c'est-à-dire au-dessus de l'atmosphère. Nous pouvons voir que même au zénith, l'étoile a étoile affaiblie de 0.181, 0.220 et 0.296 magnitude dans les canaux rouge,

vert et bleu, respectivement. Chaque filtre possède son propre coefficient d'extinction primaire qui est une fonction de la longueur d'onde effective du filtre. Ceci entraîne des indices de couleur de l'étoile devenant plus positifs, c'est-à-dire plus rouges, quand la masse d'air s'accroît (graphique inférieur droit).

Les coefficients d'extinction primaire (notés k') peuvent varier d'une nuit à l'autre, et même au cours d'une même nuit si les conditions atmosphériques changent. La cause principale en est le contenu en aérosols de l'atmosphère, c'est-à-dire, la poussière, la fumée, les gouttelettes d'eau, etc.

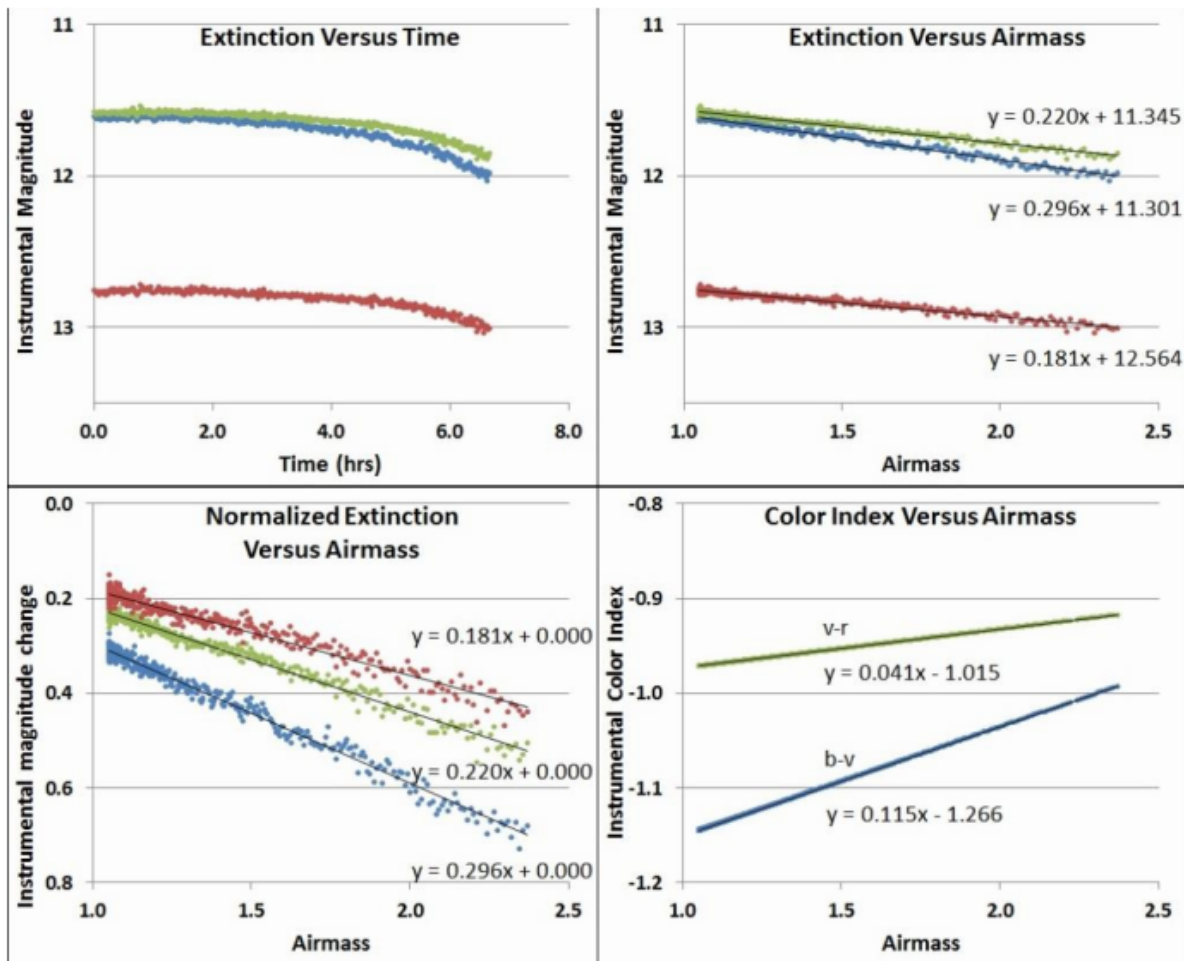


Figure C1. En haut à gauche : changement de la magnitude instrumentale avec le temps quand l'étoile descend vers l'horizon. Les couleurs représentent les canaux DSLR rouge, vert et bleu. **En haut à droite :** Mêmes données tracées en fonction de la masse d'air. **En bas à gauche :** Mêmes données, mais normalisées à la magnitude 0 à une masse d'air = 0, c'est-à-dire au-dessus de l'atmosphère. **En bas à droite :** changement des indices de couleur instrumentaux (b-v) et (v-r) avec l'augmentation de la masse d'air. (Mark Blackford)

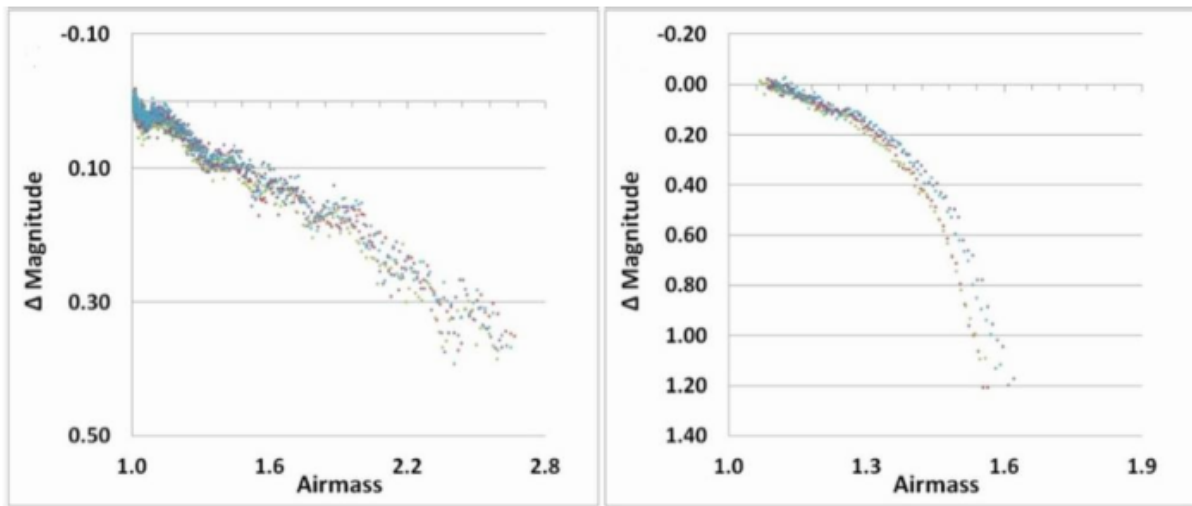


Figure C2. Changement de la magnitude instrumentale brute normalisée tracée en fonction de la masse d'air pour deux nuits de transparence variable. A gauche : Vagues de fins cirrus passant dans le champ au cours de la session. A droite : Extinction en constante augmentation due à une montée de brume. (Mark Blackford)

La figure C2 montre deux exemples d'extinction au cours de nuits de transparence variable. L'analyste doit décider si de petites fluctuations sont acceptables avant d'appliquer les coefficients d'extinction. La photométrie différentielle utilisant des données non corrigées pendant des nuits non photométriques peut entraîner des résultats moins précis mais encore utiles.

Extinction atmosphérique secondaire

L'extinction secondaire est une fonction de la masse d'air et de l'index de couleur de l'étoile et c'est une conséquence de la largeur finie des courbes de transmission spectrale des filtres à large bande RVB utilisés dans les appareils photo DSLR, et les filtres photométriques CCD.

La figure C3 montre la courbe de transmission d'un filtre vert DSLR et les courbes de distribution d'énergie généralisées pour une étoile bleue et une étoile rouge. L'étoile bleue a relativement plus d'intensité du côté de la longueur d'onde courte de la fenêtre du filtre par rapport à l'étoile rouge. Nous savons à partir de la discussion ci-dessus que les courtes longueurs d'onde sont plus absorbées, et que l'étoile bleue s'affaiblira légèrement plus que l'étoile rouge. Différents filtres possèdent leurs coefficients d'extinction secondaire spécifiques.

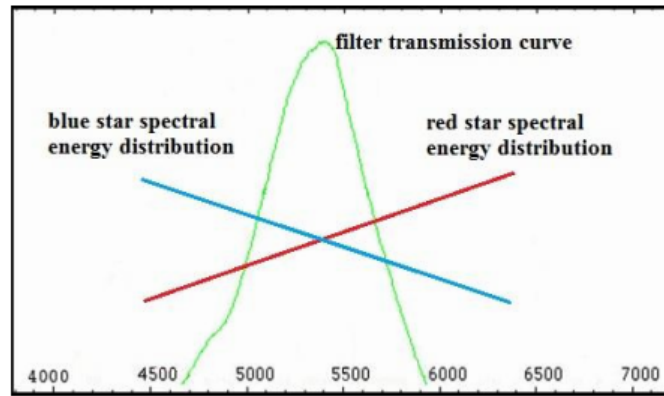


Figure C3. Schéma montrant la courbe de transmission du filtre à large bande et l'énergie de distribution d'une étoile rouge et d'une étoile bleue. (Mark Blackford)

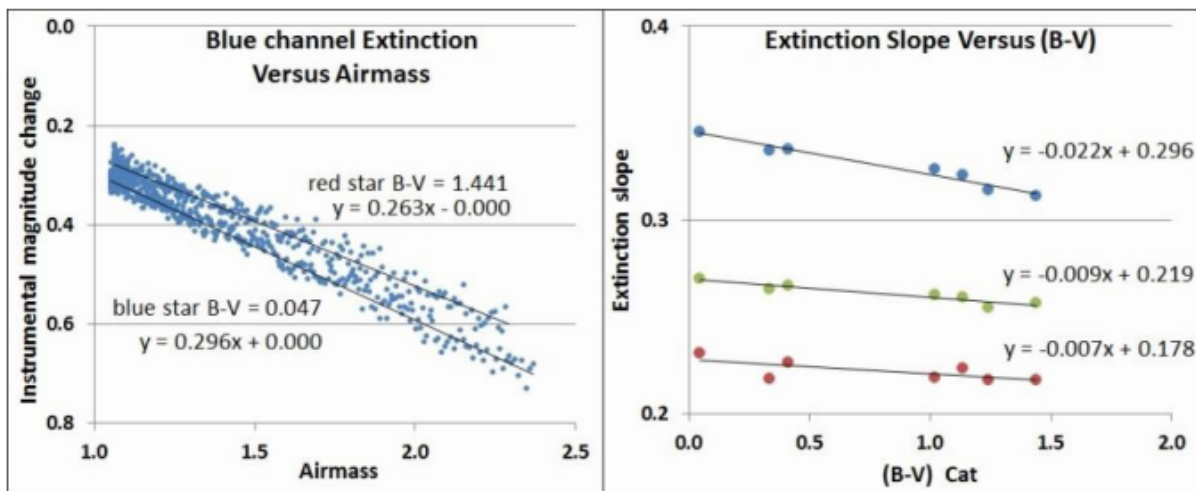


Figure C4. A gauche : Extinction normalisée du canal bleu pour une étoile rouge et une étoile bleue dans la même série d'images montrant différents types d'extinction (pentes). **A droite :** Tracé des taux d'extinction en fonction de l'indice de couleur catalogue (B-V) pour chaque canal coloré. (Mark Blackford)

Le graphique gauche de la figure C4 trace la pente de la magnitude instrumentale contre les courbes de masses d'air (pente d'extinction) comme une fonction de l'indice de couleur (B-V) de 7 étoiles non variables dans la série d'images. Les trois canaux colorés montrent une petite dépendance bien définie avec l'indice de couleur, le canal bleu montrant l'effet le plus grand. Les coefficients d'extinction secondaire sont donnés par la pente des lignes et les coefficients d'extinction primaire par la valeur d'intersection en y.

Les coefficients d'extinction secondaire (dénotés k'') doivent être relativement constants sauf si un aspect du système d'imagerie change (filtres, objectif, capteur, etc.).

Masse d'air différentielle

Si toutes les étoiles intéressantes dans une image possédaient la même masse d'air et les mêmes indices de couleur, elles seraient affaiblies de la même façon. L'extinction atmosphérique primaire et secondaire ne seraient pas un problème. Un champ de vue photométrique étroit peut s'approcher de cette situation si les étoiles de comparaison ont des valeurs (B-V) très voisines.

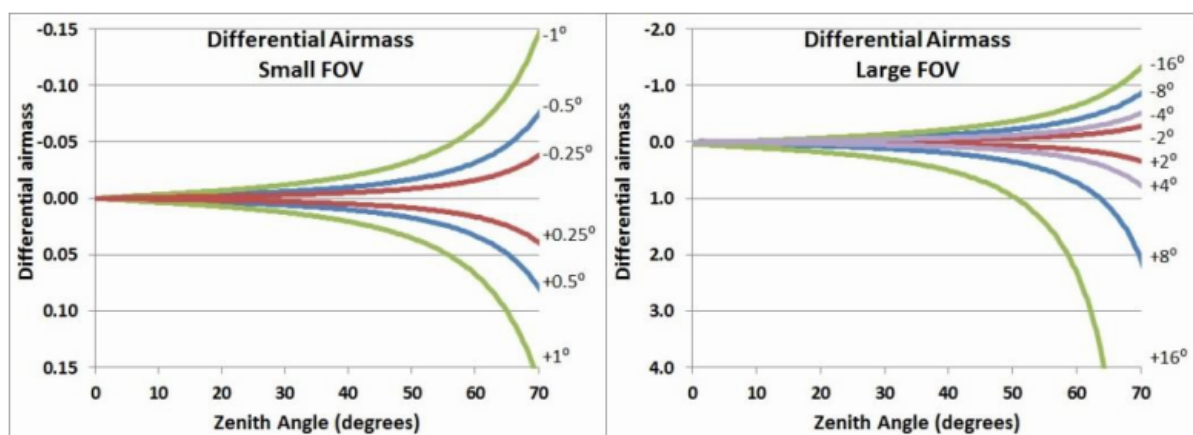


Figure C5. A gauche : Masse d'air différentielle en fonction de l'angle de zénith d'une étoile pour les champs de vision typiques du télescope. **A droite :** Mêmes données mais pour des champs de vue typiques des objectifs d'appareils photo utilisés en photométrie DSLR. (Mark Blackford)

Le graphique gauche de la figure C5 montre la différence en masse d'air de deux étoiles avec des séparations indiquées sur le côté droit, tracée en fonction de l'angle zénithal de la première étoile. Les courbes avec des étiquettes positives indiquent que la deuxième étoile est située à l'ouest de la première étoile. Les étiquettes négatives indiquent que la deuxième étoile est située à l'est de la première étoile.

La masse d'air différentielle, ΔX , augmente quand les étoiles se déplacent du zénith vers l'horizon et atteint seulement ≈ 0.07 masse d'air pour une séparation de 1° à $\zeta = 60^\circ$. ΔX est même inférieur pour des séparations plus petites, typiques des champs de vue avec les télescopes de moyenne à longue focale.

La situation n'est pas si bonne pour les larges champs des images typiques de la photométrie DSLR avec des objectifs standards, comme on le voit sur le graphique droit de la figure C5. Pour une séparation de 16° à $\zeta = 60^\circ$, on a un ΔX de 2.5 masses d'air.

Extinction différentielle – En rassemblant tout

Donc qu'est-ce que tout cela signifie pour la photométrie DSLR, quel est l'ordre de grandeur de l'effet de l'extinction différentielle sur les magnitudes instrumentales mesurées à partir des images à grand champ ?

Cas d'un large champ de vue

Prenons le cas typique d'un objectif de 100 mm et d'un capteur APS-C (14.9 x 22.3 mm). Le champ atteindra 8.5° par 12.7° . Si la variable cible est à un angle zénithal de 60° et centrée dans l'image, lors une étoile de comparaison peut se trouver à 7° dans un coin du cliché. A partir de la figure C5, on peut estimer que le ΔX maximal sera de ≈ 0.6 masse d'air pour ce scénario.

A partir de la figure C4, nous avons les coefficients d'extinction primaire suivants dans chaque canal :

$$\begin{aligned}K'_b &= 0.296 \text{ mag. par masse d'air} \\K'_v &= 0.219 \text{ mag. par masse d'air} \\K'_r &= 0.178 \text{ mag. par masse d'air}\end{aligned}$$

En conséquence, l'extinction primaire différentielle sera :

$$\begin{aligned}\Delta'_b &= 0.296 \times 0.6 = 0.178 \text{ mag} \\ \Delta'_v &= 0.219 \times 0.6 = 0.131 \text{ mag} \\ \Delta'_r &= 0.178 \times 0.6 = 0.107 \text{ mag}\end{aligned}$$

L'extinction différentielle secondaire sera égale à zéro si les deux étoiles sont de la même couleur. Cependant, si une des étoiles possède un (B-V) = 1.100 et l'autre un (B-V) = 0.600, alors $\Delta(B-V) = 0.500$.

A partir de la figure C4, nous avons les coefficients d'extinction secondaire suivants :

$$\begin{aligned}K''_b &= 0.022 \text{ mag/masse d'air} / \Delta(B - V) \\ K''_v &= 0.009 \text{ mag/masse d'air} / \Delta(B - V) \\ K''_r &= 0.007 \text{ mag/masse d'air} / \Delta(B - V)\end{aligned}$$

Alors l'extinction secondaire différentielle sera :

$$\begin{aligned}\Delta''_b &= 0.022 \times 0.6 \times 0.500 = 0.007 \text{ mag} \\ \Delta''_v &= 0.009 \times 0.6 \times 0.500 = 0.003 \text{ mag} \\ \Delta''_r &= 0.007 \times 0.6 \times 0.500 = 0.002 \text{ mag}\end{aligned}$$

L'extinction secondaire a une influence beaucoup plus faible que l'extinction primaire.

L'extinction différentielle totale pour ce scénario pendant cette nuit particulière serait de 0.185, 0.134 et 0.109 magnitude pour les magnitudes instrumentales bleue, verte et rouge, respectivement. Il est clair que nous devons au minimum effectuer la correction d'extinction primaire.

Cas d'un champ de vue étroit

Considérons maintenant le scénario où la séparation entre la variable et l'étoile de comparaison est de 0.25° , typique d'une photométrie CCD télescopique. Toutes les autres suppositions et coefficients d'extinction restent les mêmes. A partir de la figure C5, nous estimons $\Delta X \approx 0.02$.

En conséquence, l'extinction primaire différentielle sera :

$$\begin{aligned}\Delta'_b &= 0.296 \times 0.02 = 0.006 \text{ mag} \\ \Delta'_v &= 0.219 \times 0.02 = 0.004 \text{ mag} \\ \Delta'_r &= 0.178 \times 0.02 = 0.004 \text{ mag}\end{aligned}$$

Maintenant, considérons l'extinction différentielle secondaire :

$$\begin{aligned}\Delta''_b &= 0.022 \times 0.02 \times 0.500 = 0.00022 \text{ mag} \\ \Delta''_v &= 0.009 \times 0.02 \times 0.500 = 0.00009 \text{ mag} \\ \Delta''_r &= 0.007 \times 0.02 \times 0.500 = 0.00007 \text{ mag}\end{aligned}$$

L'extinction différentielle secondaire est négligeable et la correction d'extinction primaire est uniquement nécessaire pour des mesures demandant la plus grande précision.

Résumé

L'extinction différentielle n'est normalement pas un problème pour les champs de vue étroits ($<0.5^\circ$) si les étoiles de comparaison ont approximativement la même couleur que la variable et si elles ne sont pas trop proches de l'horizon. A l'opposé, pour les champs larges typiques des appareils photo DSLR, l'extinction différentielle peut être très significative, et doit être corrigée.

Annexe D – Image d'étoile sous-focalisée et sur-focalisée

La figure ci-dessous montrent des images d'étoiles défocalisées avant et après le foyer prises avec un Canon et un objectif de 200 mm à F2.8. Les canaux colorés individuels ont été séparés, le rouge à gauche, le vert 1 et vert 2 puis le bleu à droite.

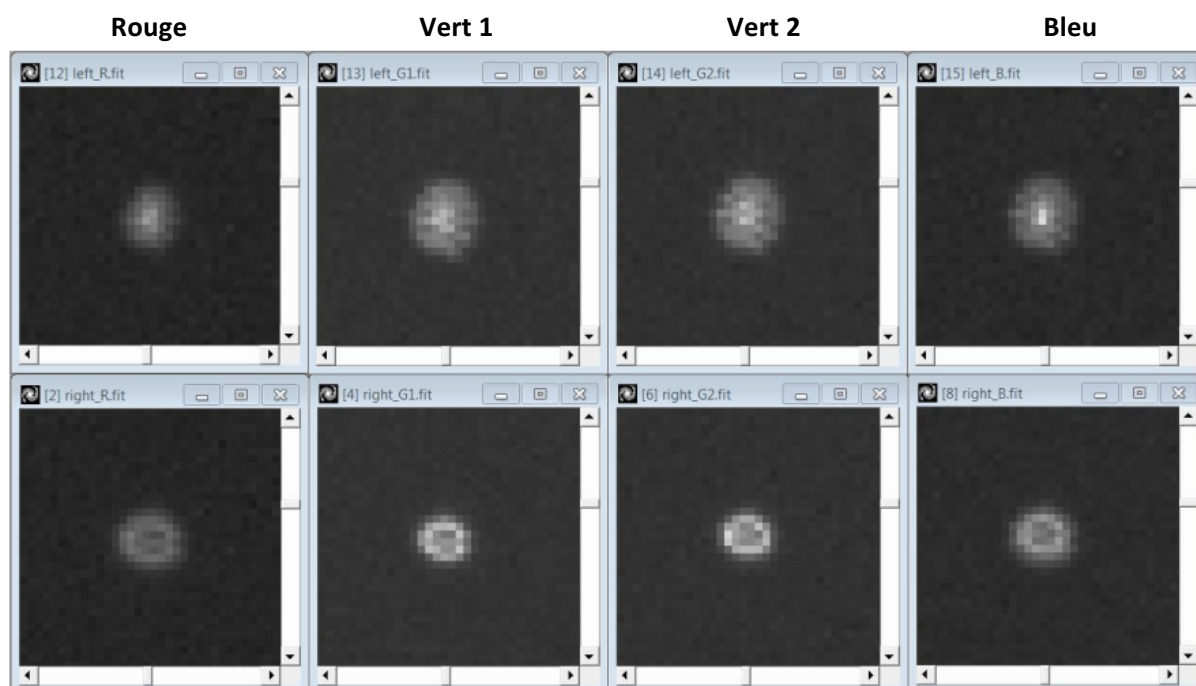


Figure D1 : Forme d'une image d'étoile sous-focalisée (rangée supérieure) et sur-focalisée (rangée inférieure) prises avec un Canon et un objectif de 200 mm à F2.8. (Mark Blackford)

La sous-focalisation se traduit par un pic central lumineux et un large halo, alors que la sur-focalisation aboutit à un anneau lumineux brillant. Chaque couleur a une taille et une netteté légèrement différentes.

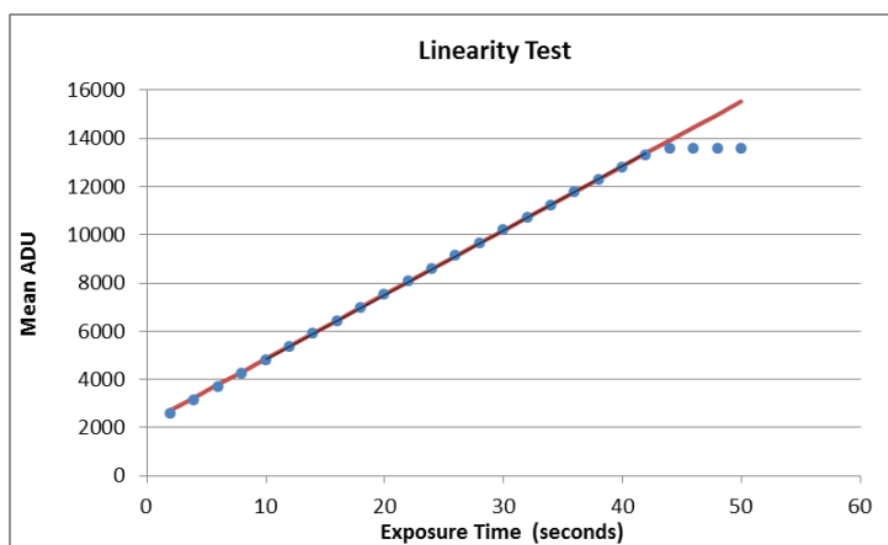
Pour la photométrie avec cet objectif, je trouve qu'il est préférable de sous-focaliser les images et d'utiliser une durée d'exposition suffisamment courte pour éviter de saturer le pic central.

D'autres objectifs auront un comportement sous / sur-focalisation différent. Vous devez tester chaque objectif que vous avez l'intention d'utiliser pour déterminer le paramètre de mise au point approprié pour la photométrie DSLR.

Annexe E - Test de linéarité

La procédure soulignée ici est une modification de celle exposée dans *"InfoBox 3.1 – How to determine the linearity of your camera"* du guide de la photométrie de l'AAVSO (disponible sur <https://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>).

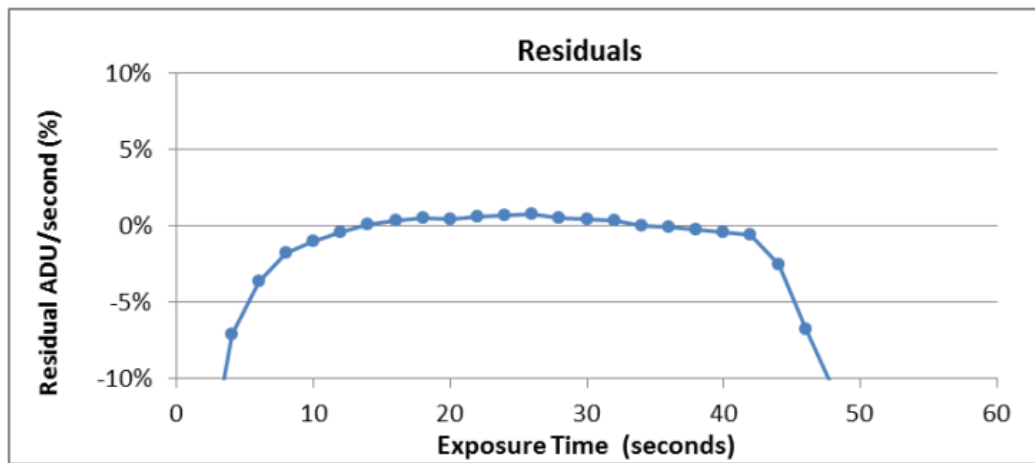
1. Installez une source lumineuse qui éclaire un écran blanc. Elle n'a pas besoin d'être parfaitement uniforme, uniquement stable. Une boîte à lumière ou un panneau électro luminescent avec une luminosité réglable serait idéal.
2. Réglez l'appareil photo sur RAW et ISO 100.
3. Fixez solidement l'appareil photo afin qu'il pointe sur exactement la même partie de l'écran tout au long de l'exercice.
4. Ajustez la brillance de l'écran et/ou le diaphragme de l'objectif jusqu'à ce que le canal vert commence juste à saturer en, disons, 40 secondes de pose.
5. Prenez une série d'images où le temps d'exposition s'accroît par incréments de deux secondes 2, 4, 6, 8, ..., etc.) jusqu'au niveau de la saturation.
6. Répétez la séquence deux fois afin d'avoir un total de trois images pour chaque pose.
7. Mesurez la valeur moyenne ADU du pixel dans chaque image depuis exactement la même région centrale (disons 200 x 200 pixels).
8. Si votre source lumineuse est stable, les trois mesures à chaque temps d'exposition doivent être très similaires. Si ce n'est pas le cas, votre teste de linéarité n'est pas valide.
9. Faites la moyenne des trois mesures pour chaque exposition et tracez le graphe en fonction du temps d'exposition. A partir de ce graphique, vous serez capable de déterminer à quel niveau votre appareil photo sature et s'il existe un comportement non linéaire tout le long. Le niveau de saturation pour ce DSLR à 100 ISO est d'environ 13 500 ADUs.



10. Calculez maintenant les données pour un autre graphe utile qui montre plus clairement toute déviation par rapport à la réponse linéaire idéale. L'interception de l'axe des Y est de

1896.7 dans l'exemple ci-dessus. Soustraire cette valeur de la valeur ADU moyenne pour chaque exposition puis divisez le résultat par le temps de pose en secondes. Cela correspond au taux de comptage en ADU/seconde et il doit être constant si la source lumineuse est stable et la réponse du capteur est linéaire.

11. Nous sélectionnons ensuite un point à l'intérieur de la partie linéaire du graphe comme taux de comptage de référence, disons 30 s où le taux de comptage était de 276.0 ADU/seconde. Soustraire le taux de comptage de référence du taux de comptage mesurée pour chaque exposition ; vous obtenez le taux de comptage résiduel. Divisez maintenant ce résidu par le taux de comptage de référence et formatez-le comme pourcentage.
12. Tracez le taux de comptage résiduelle sous forme de pourcentage en fonction du temps d'exposition. La région linéaire du capteur est celle où le résidu est très proche de 0% (entre 10 et environ 42 secondes dans le tracé ci-dessous).



La déviation négative après 42 secondes est due à la saturation. La déviation négative pour les temps de pose inférieurs à dix secondes est probablement due au fait que le temps de l'obturateur est légèrement plus court que la durée du jeu. Pour cet appareil photo DSLR et ses niveaux d'illumination, il serait sage d'utiliser des temps de pose compris entre 10 et 42 secondes ce qui correspond à 4 800 et 13 300 ADUs, respectivement.

Table des matières

Avant-propos.....	1
Chapitre 1 : Introduction	2
1.1 Prologue	2
1.2 Audience cible	2
1.3 Le quoi, le pourquoi et le comment de la photométrie DSLR	2
1.4 Observations visuelles, observations DSLR et observations CCD	5
1.5 Etes-vous prêt ? (Conditions préalables).....	6
1.6 Espérances.....	7
Chapitre 2 : vue d'ensemble de l'équipement	9
2.1 Un DSLR, c'est quoi ?	9
2.2 Objectifs et télescopes	14
2.3 Trépieds et montures	20
2.4. Réglages de l'appareil photo	22
Chapitre 3 : vue d'ensemble du logiciel	27
3.1. Besoins minimaux d'un logiciel de photométrie DSLR	27
3.2 Caractéristiques utiles de logiciel	29
3.3 Carte de comparaison des possibilités des logiciels	32
3.4 Autres logiciels utiles.....	33
Chapitre 4. Acquisition d'image	37
4.1 Vue d'ensemble de l'acquisition.....	37
4.2 Travail de préparation	37
4.3 Sources de bruit et bias systématiques.....	38
4.4 Images de calibrage (bias, dark, et flat-field)	44
4.5 ISO et temps d'exposition	48
4.6 Trouver et imager le champ	51
4.7 Acquisition des données scientifiques et ficelles du métier.....	52
Chapitre 5 : évaluation de l'image, traitement de l'image, et photométrie d'ouverture.....	53
5.1 Vue d'ensemble.....	53
5.2. Préliminaires de traitement et évaluation de l'image	54

5.3 Application des images de calibrage, co-enregistrement, empilage, et binning.....	55
5.4 Extraction des canaux RGB.....	56
5.5 Evaluation post-calibrage.....	57
Chapitre 6 – Photométrie – De la mesure à la magnitude	62
6.1 Photométrie d'ouverture	62
6.2 Magnitudes instrumentales, différentielles et standardisées.....	65
6.3 Etoiles de comparaison et étoiles de vérification	67
6.4. Réponse spectrale des canaux de couleur DSLR	70
6.5 Correction d'extinction traditionnelle et transformation	73
6.6 Correction d'extinction alternative et transformation	77
6.7 Soumission de vos résultats	78
Chapitre 7 : Développer un programme d'observation DSLR	82
7.1 Liste d'objets recommandés au débutant.....	83
7.2 Décision sur les objectifs à observer	86
7.3 Le moment de démarrer	91
Annexe A : Test d'un appareil DSLR.....	92
Annexe B – Test des flats pour une illumination uniforme	101
Annexe C : Illustration de l'extinction primaire, secondaire et différentielle	103
Extinction atmosphérique primaire	103
Extinction atmosphérique secondaire.....	105
Masse d'air différentielle	106
Extinction différentielle – En rassemblant tout.....	107
Annexe D – Image d'étoile sous-focalisée et sur-focalisée	110
Annexe E - Test de linéarité.....	111