

Le guide du routard de la photométrie photoélectrique (PEP)

Version 1.0

Tom Calderwood

Notre vision : *Photométrie de haute qualité d'étoiles brillantes et astrophysiquement intéressantes.*

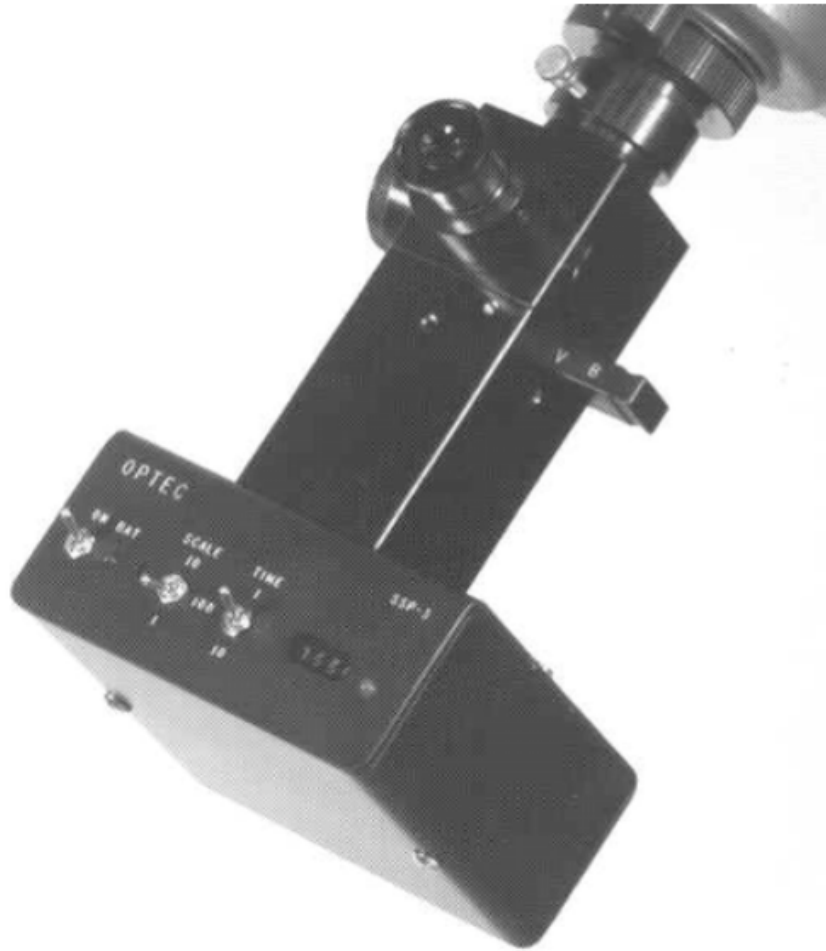
La section photoélectrique de l'AAVSO a été fondée à la fin des années 1970. Nous utilisons une technologie de vieille école, mais nous pouvons obtenir des résultats supérieurs sur les étoiles brillantes. Comparé aux systèmes CCD ou DSLR, notre équipement est fondamentalement plus simple à étalonner et à utiliser, et la réduction des données est simple. Ce qui nous manque en sensibilité, nous le compensons en qualité. Avec des cibles correctement choisies et une technique prudente, nous restons un groupe de recherche viable. Parlez-nous - nous sommes des gens amicaux, et il n'existe pas de substitut¹ aux conversations avec des observateurs expérimentés. Notre page Web se trouve à <https://www.aavso.org/content/aavso-photoelectric-photometry-pep-program>.

Ce document est un travail en cours, représentant ma meilleure compréhension de la PEP telle qu'elle est pratiquée à l'AAVSO. Il lui manque le vernis des autres manuels de l'AAVSO, mais je pense que vous trouverez cette lecture amusante. Le contenu se situe quelque part entre un livre de recettes et un livre de référence. Je vais essayer de donner une vue d'ensemble, mais pas trop profonde, de l'équipement et de la pratique de la photométrie avec des photomètres monocanaux. Je vais trafiquer les détails, parfois, au service de la clarté.

Les lecteurs doivent également consulter les manuels du photomètre Optec en ligne. Voir l'annexe C, où vous trouverez également des indications sur des travaux plus avancés en photométrie, qui, espérons-le, seront moins intimidants après la digestion de ce guide.

¹ En incluant ce guide !

L'outil du commerce



Le photomètre SSP3 Optec fabriqué par Optec Corporation

Historique de révision

17 Janvier 2017 Première parution générale

Remerciements

Je tiens à remercier Richard Berry, Mike Beeler, Terry Moon et Jim Kay pour leurs commentaires utiles sur ce document. Les erreurs importantes du contenu sont toutes miennes, et je suis également responsable des schémas simplistes et de la mise en forme du texte.

Merci également à Bernard Candela pour sa traduction de ce guide en français.

Table des matières

| | |
|---|----|
| Une journée dans la vie d'un "PEPPER"..... | 6 |
| Chapitre 1 – Contexte | 8 |
| 1.1. Le système de magnitudes | 8 |
| 1.2. Date et Heure | 9 |
| 1.3. Identifiants stellaires | 10 |
| 1.4. Bandes photométriques | 10 |
| 1.5. Courbes de réponse | 11 |
| 1.6. Photométrie à un seul canal | 14 |
| 1.7. Le gouffre..... | 16 |
| 1.8. Notre mascotte | 17 |
| Chapitre 2 – Observations..... | 18 |
| 2.1 Télescopes et montures | 18 |
| 2.2 Photomètres et Filtres | 19 |
| 2.3 Fonctionnement de base..... | 22 |
| 2.4 Réglage du gain et du temps d'intégration | 24 |
| 2.5 La séquence standard | 25 |
| 2.6 Les cieux : le bon, la brute et le truand | 27 |
| 2.7 Bizarreries | 28 |
| 2.8 Trucs du métier | 29 |
| 2.9 Notes supplémentaires sur le SSP5..... | 29 |
| Chapitre 3 – Réduction des données..... | 31 |
| 3.1. Logiciel | 31 |
| 3.2. Gestion des données..... | 31 |
| 3.3. Honnêteté de l'observation..... | 32 |
| 3.4. Éviter l'embarras | 32 |
| 3.5. Détails de la réduction | 32 |
| 3.5.1. Magnitudes instrumentales | 32 |
| 3.5.2. Extinction du premier ordre | 33 |
| 3.5.3. Contraste de couleur | 34 |
| 3.5.4. Extinction de second ordre dans la bande B | 34 |
| 3.5.5. Transformation..... | 35 |
| 3.5.6. Formules complètes de réduction de la magnitude..... | 36 |
| 3.5.7. Réduction de masse d'air..... | 36 |
| 3.5.8. Temps d'observation | 37 |
| 3.5.9. Métadonnées (données sur les données)..... | 37 |
| 3.5.10. Étoiles de référence..... | 38 |

| | |
|---|----|
| 3.5.11. Format de fichier de données AAVSO | 40 |
| Chapitre 4 - Digression rapide sur les statistiques | 41 |
| 4.1. Précision..... | 41 |
| 4.2. Ajustement..... | 43 |
| 4.3. Moyenne pondérée..... | 43 |
| Chapitre 5 - Étalonnage | 44 |
| 5.1. Extinction du premier ordre..... | 44 |
| 5.2. Transformation (le moyen le plus simple)..... | 46 |
| 5.3. Transformation (La partie difficile)..... | 48 |
| 5.4. Extinction du second ordre | 49 |
| Chapitre 6 - Histoires de guerre | 50 |
| Postface..... | 52 |
| Annexe A : PEPObs..... | 53 |
| Annexe B : Autres outils AAVSO | 59 |
| 1. WebObs..... | 59 |
| 2. Générateur de Courbe de Lumière (version 1) | 60 |
| 3. Calculatrice JD..... | 61 |
| 4. VSP | 62 |
| 5. VSX | 63 |
| Annexe C: Références..... | 66 |
| Publications:..... | 66 |
| Manuels pour les photomètres OPTEC..... | 66 |
| Sites Web : | 66 |
| Annexe D : Étalonnage VI..... | 67 |
| Annexe E : Exemples d'extinction | 71 |
| Annexe F : Electronique SSP..... | 73 |
| Annexe G : PEP à proche infrarouge..... | 74 |

Une journée dans la vie d'un "PEPPER"

Au crépuscule, les observateurs PEPs préparent leur équipement. Les abris sont ouverts, les capots de télescopes enlevés, les pare buées branchés, les montures mises sous tension, les lumières rouges allumées et la liste des objets de la nuit est affichée. Les collations et les boissons adaptées à la saison sont rangées à proximité. L'exactitude de l'horloge murale est vérifiée². Il peut y avoir ou non un ordinateur - ils ne sont pas strictement nécessaires. Le photomètre sera allumé et placé en phase de stabilisation, et l'ensemble du système optique mis en état d'atteindre son équilibre thermique.

Quand le ciel devient sombre, l'observateur lève les yeux pour juger des conditions. Y a-t-il beaucoup d'étoiles faibles visibles ? Cela indique une bonne transparence. Hautement souhaitable. Les étoiles hautes dans le ciel scintillent-elles ? Cela indique de mauvaises conditions de visibilité. Très indésirable. De minces nuages se glissent-ils ? Est-ce qu'un voisin a allumé une lumière répréhensible ? L'observateur effectuera le suivi toute la nuit. La Lune peut être levée, mais ce n'est pas nécessairement un problème, et une pollution lumineuse modérée peut être tolérée.

Quand l'obscurité complète est établie, le travail commence. Le télescope est pointé sur la première cible et les mesures sont prises. Le photomètre donne des nombres appelés *comptages* qui indiquent l'intensité de la lumière. Les comptages apparaissent sur un affichage LED et sont notés en même temps que l'heure (un ordinateur peut également enregistrer automatiquement les données). Le processus de mesure d'une étoile variable consiste à comparer sa luminosité à celle d'une étoile de référence, et le télescope oscillera entre les deux étoiles pendant vingt ou trente minutes. Au cours de cette procédure, l'observateur *surveillera* les étoiles avec un oculaire spécial, en les centrant dans le champ, et ces étoiles deviendront des amis familiers au cours de la saison d'observation. *Oui, c'est une R Lyra, notablement orange. Et il y a Castor, une étoile double.* L'observateur développera une intimité avec les étoiles qui échappent aux observateurs qui utilisent des caméras.

Une fois l'étoile terminée, l'observateur passe à d'autres - autant que le temps, le plaisir et les conditions le permettent. Peut-être une variable à longue période, peut-être une binaire à éclipses, une étoile pulsante, ou une supergéante en passe de devenir une supernova. L'observateur peut suivre ces étoiles parce qu'elles sont trop brillantes pour une caméra CCD. Tout comme les observatoires professionnels doivent abandonner les novæ brillantes et les supernovæ à des instruments amateurs plus petits, les systèmes CCD amateurs typiques ont des difficultés avec des étoiles de magnitude 7 et plus brillantes. Cela ne signifie pas que les observateurs PEPs ne vont pas dans des plages plus faibles, mais il y a une "place" dans l'échelle de luminosité qui nous est un peu réservée.

Quand le travail de la nuit est terminé, l'observateur PEP ferme sa boutique et s'en va dormir. Mais le matin, il y a plus à faire. Les comptages et les temps enregistrés dans le noir ne sont que des données brutes. Ils doivent maintenant être *réduits* vers une forme standard que les astronomes peuvent utiliser. L'observateur PEP entre les informations dans un programme, une

² Alors que la plupart des observateurs ont un environnement permanent pour leur équipement, je n'ai pas ce luxe pour le moment.

feuille de calcul ou un formulaire Web pour effectuer la réduction. Les comptages associés à l'étoile variable et à sa référence sont transformés en magnitude, avec une estimation de l'incertitude de la mesure. Ces deux valeurs sont le fruit des observations.

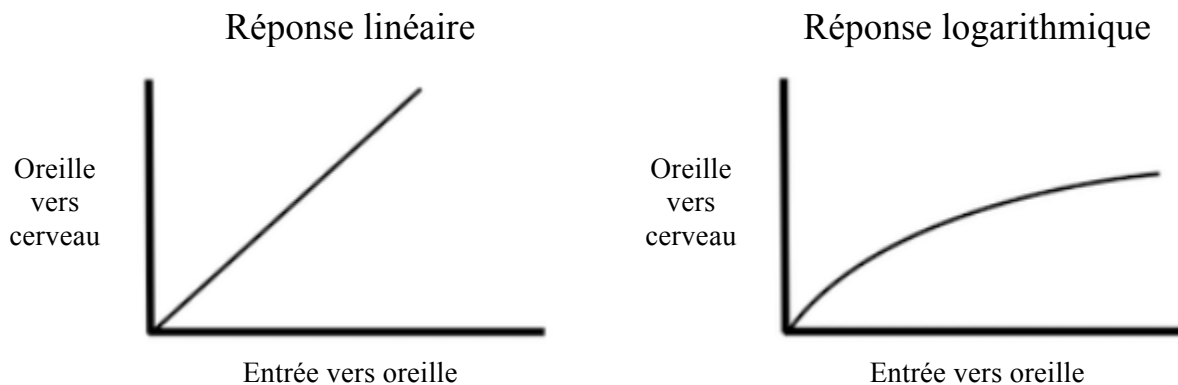
Les magnitudes collectées de la nuit sont ensuite téléchargées dans la base de données de l'AAVSO. L'observateur PEP peut les comparer à d'autres données récentes, en notant toute divergence sérieuse qui pourrait indiquer un problème. Beaucoup d'étoiles varient selon une courbe particulière et l'observateur éprouvera la satisfaction de remplir la "courbe de lumière" au fur et à mesure que la saison avance.

Rassasié par des données fraîches et du café frais, L'observateur vérifie ensuite les prévisions pour la prochaine nuit claire...

Chapitre 1 – Contexte

1.1. Le système de magnitudes

Nous devons les mesures de magnitude aux astronomes de la Grèce antique. Avec leurs yeux nus, ils ont divisé les étoiles en six rangs numériques de luminosité, avec la magnitude la plus brillante et la plus faible. Ce fut le début du problème : au fur et à mesure que les étoiles diminuaient d'éclat, leurs grandeurs numériques augmentaient au lieu de diminuer. L'autre problème vient du fait que les Grecs ne comprenaient pas comment l'œil répond aux lumières d'intensités différentes. Ils ont supposé que la sensibilité de l'œil soit linéaire, et que quand ils disaient au cerveau que la lumière A était deux fois plus brillante que la lumière B, cela signifiait que A était réellement deux fois plus lumineuse physiquement. Or, il n'en est pas ainsi. Les sens humains ont tendance à être *logarithmiques*. L'ouïe fonctionne de cette façon, et c'est ce qui nous permet de distinguer une telle gamme d'intensité sonore. Lorsque le niveau sonore augmente, l'oreille comprime le signal avant de le transmettre au cerveau. Voici des diagrammes illustrant la différence entre la réponse linéaire et la réponse logarithmique.



Le signal d'une oreille "linéaire" qui pourrait détecter un cricket ferait exploser le cerveau s'il entendait un klaxon. La réponse logarithmique permet à l'oreille et au cerveau de s'entendre sur cette large gamme, et le lien œil / cerveau fonctionne de la même manière. Les Grecs ont pensé à leurs magnitudes comme à six niveaux de luminosité linéairement croissants. Si la luminosité d'une étoile de magnitude six était égale à b , alors la luminosité d'une étoile de magnitude cinq était égale à $2b$, celle d'une étoile de magnitude quatre était de $3b$, et ainsi de suite, la luminosité augmentant par l'addition de b à chaque étape. Cela signifiait que les étoiles de la magnitude maximale étaient six fois plus brillantes que celles du bas (voir le tableau ci-dessous). Mais, en fait, la magnitude un était 100 fois plus brillante que la magnitude six, et chaque étape augmentait la luminosité par une multiplication d'environ 2,512 ($2,512^5 = 100$). Cela fait une grosse différence.

| Magnitude | 6 | 5 | 4 | 3 | 2 | 1 |
|---------------------------------------|-----|-----------------|-----------------|------------------|------------------|----------------|
| Luminosité de magnitude linéaire | b | $2 \times b$ | $3 \times b$ | $4 \times b$ | $5 \times b$ | $6 \times b$ |
| Luminosité de magnitude logarithmique | b | $2.51 \times b$ | $6.31 \times b$ | $15.85 \times b$ | $39.82 \times b$ | $100 \times b$ |

Conversion magnitude vers luminosité

En fait, le système de magnitude grec ne correspondait pas exactement à une échelle de 100 x. Ce que nous utilisons aujourd'hui est un raffinement moderne incluant aussi des étoiles de magnitude zéro et de magnitude négative, qui utilise des grandeurs fractionnaires et qui va beaucoup plus loin que la vision humaine. Le point à retenir est que nos photomètres mesurent la luminosité, mais nous convertissons cette luminosité en magnitude pour faire notre analyse de données, une transformation qui présente des avantages.

Les photométristes doivent travailler avec trois types de magnitude. La magnitude *instrumentale*, "m", correspond à ce que nous mesurons depuis le sol. Cette valeur est affectée par l'absorption de la lumière dans l'air. La magnitude *extra-atmosphérique* ou *corrigée de l'extinction*, "m0", est m avec un ajustement pour l'extinction estimée (m0 est toujours plus brillante que m). Enfin, il existe une magnitude *standard*, "M", qui est une magnitude extra-atmosphérique ajustée. Ce raffinement prend en compte la sensibilité de couleur non uniforme des différents instruments. Il peut diminuer ou augmenter la valeur m0. Si deux observateurs calibrent correctement leurs instruments et estiment correctement l'extinction au cours de la collecte des données, leurs grandeurs standard devraient être comparables (les magnitudes dans les catalogues d'étoiles sont des magnitudes standards).

Note : vous verrez le mot "millimags" affiché comme une unité de mesure. Une millimagnitude est égal à 0,001 magnitude, une unité pratique pour les petites valeurs.

1.2. Date et Heure

Le calendrier civil n'est pas une base de temps très pratique pour enregistrer des données astronomiques à long terme. Il est divisé en mois irréguliers - avec des années bissextiles - et il y avait une discontinuité quand nous sommes passés du calendrier julien au calendrier grégorien. Au lieu de cela, les astronomes utilisent la *Date Julienne* (JD) pour marquer le temps. JD 0 est le premier janvier 4713 av. J.C., et les jours juliens sont numérotés consécutivement à partir de là. Au moment d'écrire ces lignes, sept chiffres décimaux sont nécessaires pour exprimer une date julienne (ex : 2457477). Par commodité, nous utilisons parfois la *date julienne réduite* (RJD), qui correspond aux cinq derniers chiffres de JD. Il n'existe pas d'heures ou de minutes "Juliennes". Les fractions de Jour Julien sont exprimées sous forme décimale.

Le jour julien commence sur la ligne de date internationale, mais en planifiant et en enregistrant nos observations nocturnes, nous utilisons le temps universel (UT ou UTC), qui est référencé par rapport au méridien de Greenwich. Le temps universel est positionné douze heures derrière "l'heure julienne", ce qui signifie que le jour julien avance à midi UT. Il existe un utilitaire AAVSO pratique pour la conversion entre le jour julien et le jour civil (voir l'annexe B). Pour les observateurs dans l'hémisphère occidental, JD reste le même tout au long de la nuit.

Il existe une variante de JD appelée *Date Julienne Héliocentrique* (HJD). C'est le jour Julien référencé par rapport au soleil au lieu de la terre. La Terre oscille sur une distance de 93 millions de miles au cours d'une orbite, ce qui signifie qu'elle se trouve à huit minutes-lumière plus près et plus loin des objets près du plan de notre orbite. Si nous suivons un phénomène qui se déroule sur des échelles de temps très courtes et que nous voulons des enregistrements de temps

cohérents au cours des mois et des années, cette variation devient importante. HJD fournit un cadre de référence stable pour de telles mesures.³

1.3. Identifiants stellaires

Généralement, les vingt-quatre étoiles les plus brillantes d'une constellation sont identifiées par des lettres grecques, alpha étant la plus brillante et oméga la plus faible. Après cela, elles sont désignées par des lettres latines minuscules (a, b, c, ... z), puis majuscules (A, B, C, ... Q). C'est le système "Bayer". Les étoiles variables dans cette gamme de désignations sont connues par l'identifiant Bayer. Les désignations d'étoiles variables post-Bayer, qui ne sont pas dans l'ordre de luminosité, commencent par R, vont à Z, puis vont à des désignations à deux caractères, comme SU. Les identifiants à deux lettres suivent un schéma étrange que nous n'avons pas besoin d'aborder ici. Suffit-il de dire que toutes les combinaisons de lettres totalisent 334 désignations. Au-delà, les variables d'une constellation sont connues sous le nom de V335, V336, V337, etc. Il existe également des désignations "NSV". NSV est l'abréviation de New Catalog of Variable and Suspected Variable Stars, qui n'est pas classée par constellation.

Les divers catalogues d'étoiles, réalisés au cours des années, ne donnent que des numéros aux étoiles, et le préfixe du catalogue est donné avec le numéro. Le système de numérotation se déroule généralement dans l'ordre de l'ascension droite. Voici les catalogues que vous pouvez rencontrer.

| Catalogue | Préfixe |
|---------------------------------------|----------------|
| Henry Draper | HD |
| Hipparcos | HIP |
| Bright Star (Yale) | HR (ou BS) |
| Smithsonian Astrophysical Observatory | SAO |
| Bonner Durchmusterung | BD |

1.4. Bandes photométriques

Votre système stéréo peut avoir des commandes de tonalité pour amplifier ou couper les parties aigus, médiums ou graves de l'audio. Ces contrôles sont des *filtres*. Imaginez ce que vous pourriez faire avec des filtres très extrêmes. Si vous écoutiez un concert d'orchestre et que vous coupiez profondément les aigus et les médiums, vous pourriez, en principe, écouter uniquement les notes des contrebassistes et exclure les autres instruments. Les filtres vous

³ Le soleil se déplace également un peu autour de Jupiter, il y a donc un autre niveau de raffinement temporel connu sous le nom de date julienne barycentrique, qui est référencé au centre de masse du système solaire.

permettent de sélectionner des informations spécifiques à partir d'un large spectre d'entrées. Nous utilisons des filtres en photométrie pour cette seule raison : différentes bandes de couleurs fournissent des données uniques sur ce qui se passe dans une étoile. Personne n'a imaginé un filtre optique capable d'amplifier une gamme de couleurs désirée - nos filtres ne font que supprimer ce que nous préférons ignorer. Les filtres viennent dans des groupes connus sous le nom de *systèmes*. Le plus commun est le système *Johnson*, développé par Johnson et Morgan dans les années 1950. Les filtres primaires sont U, B et V. Le filtre U rejette la lumière visible, permettant à la lumière ultraviolette de passer à travers. Le filtre B transmet de la lumière bleue et le filtre V laisse passer la réponse de couleur "visuelle" humaine en vert. Johnson a également défini un filtre R pour la lumière rouge et un filtre pour le rouge au-delà de la vision humaine. Il existe de nombreux autres systèmes de couleurs, mais pour la photométrie photo-électrique de l'AAVSO, nous utilisons principalement Johnson en B et V, et les filtres R et I sont définis dans le système *Cousins*. La gamme de couleurs qu'un filtre laisse passer est connue ainsi que sa *bande passante*.

Les grandeurs instrumentales, extra-atmosphériques et standard dans une bande de filtre particulière sont indiquées en utilisant la lettre de la bande. Par exemple : v, v0 et V pour le filtre V ; b, b0 et B pour le filtre B.

1.5. Courbes de réponse

Quand je grandissais dans les années 1970, l'équipement stéréo de qualité devenait facilement accessible aux masses. Un bon amplificateur peut avoir une spécification de distorsion de +/- 3 décibels de 20 à 20 000 Hertz (Hz), ce qui couvre approximativement la gamme de l'ouïe humaine. Pour visualiser l'audio, nous utilisons des diagrammes de spectre, qui montrent l'intensité du son à chaque fréquence (ci-dessous). Un son électronique pur consiste en une seule pointe. Un instrument de musique comme la flûte produit une tonalité fondamentale plus des harmoniques d'intensité décroissante. Un orchestre en action aurait un ensemble étendu de tonalités. A l'opposé, le bruit blanc consiste en un son à toutes les fréquences.

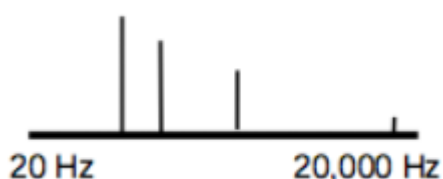
Etendue du spectre humain audible



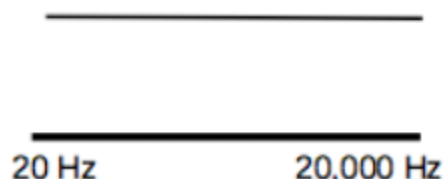
Tonalité pure



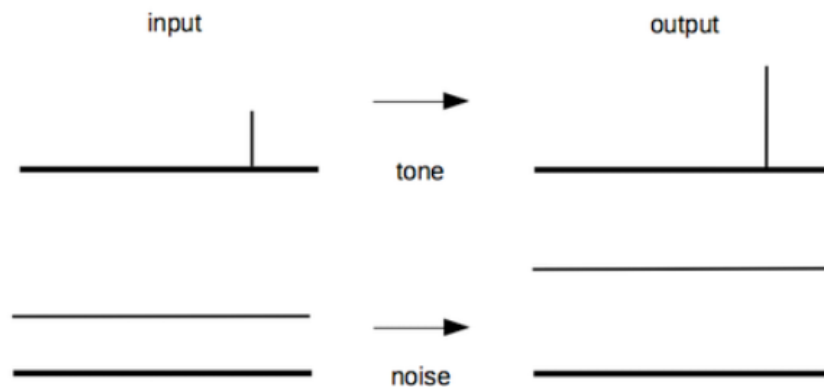
Tonalité avec 3 harmoniques



Bruit blanc



Un amplificateur idéal prendra les sons d'entrée et ne fera que les grossir uniformément de 20 à 20 000 Hz. En d'autres termes, le spectre de sortie est identique au spectre d'entrée, mais à une intensité plus élevée.

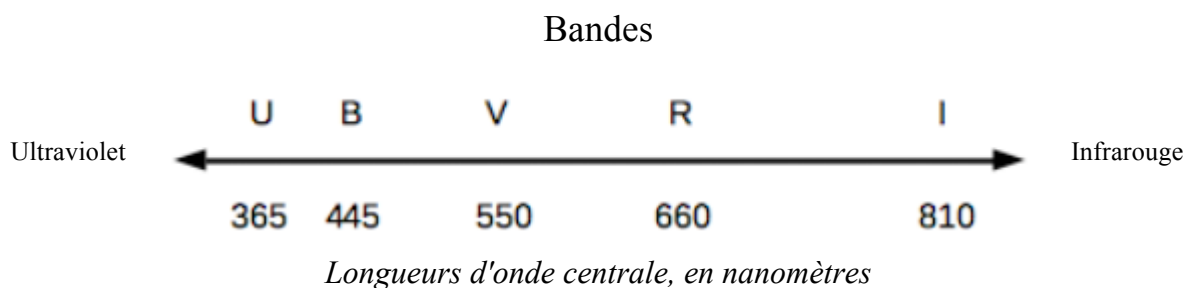


L'amplificateur idéal a une réponse stable sur sa plage de fonctionnement, comme vous pouvez le voir en comparant les entrées et les sorties de bruit blanc. Bien sûr, aucun amplificateur n'est parfait. Il peut très bien fonctionner dans sa fréquence milieu de gamme, mais souffre aux extrêmes. Ci-dessous, nos basses et aigus perdent un peu.

Amplificateur imparfait



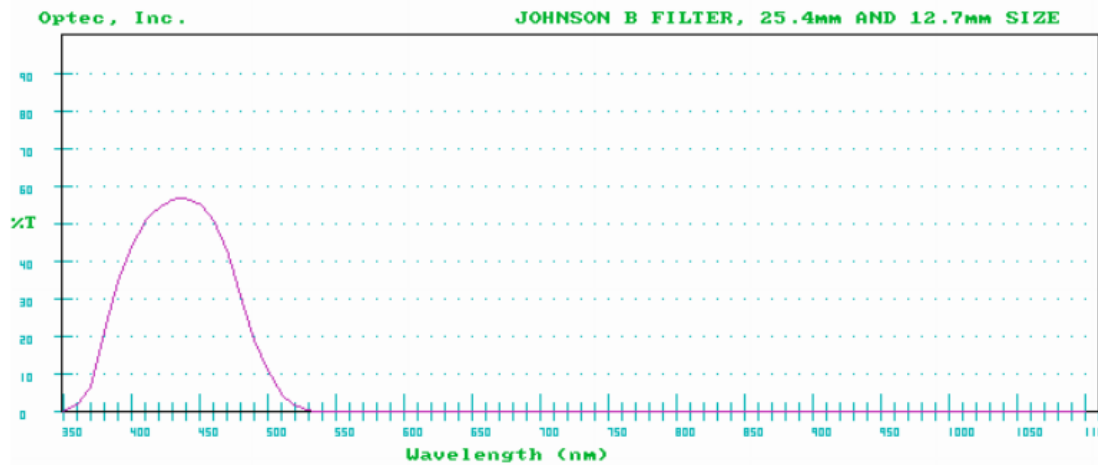
Dans les systèmes optiques, nous avons des préoccupations similaires quant à la réponse, même si nous traitons de l'atténuation, pas de l'amplification. Tout spectre peut être caractérisé en termes de fréquence, comme ci-dessus, ou en longueur d'onde. Les fréquences optiques sont énormes, inconfortables à décrire dans les unités Hertz. Au lieu de cela, nous utilisons des longueurs d'onde, généralement mesurées en nanomètres (nm).



On peut espérer que les filtres B, V, R et I présenteront une réponse plate dans leurs bandes passantes, mais ce n'est pas le cas. Voici la courbe de réponse pour le "vieux" filtre B d'Optec⁴.

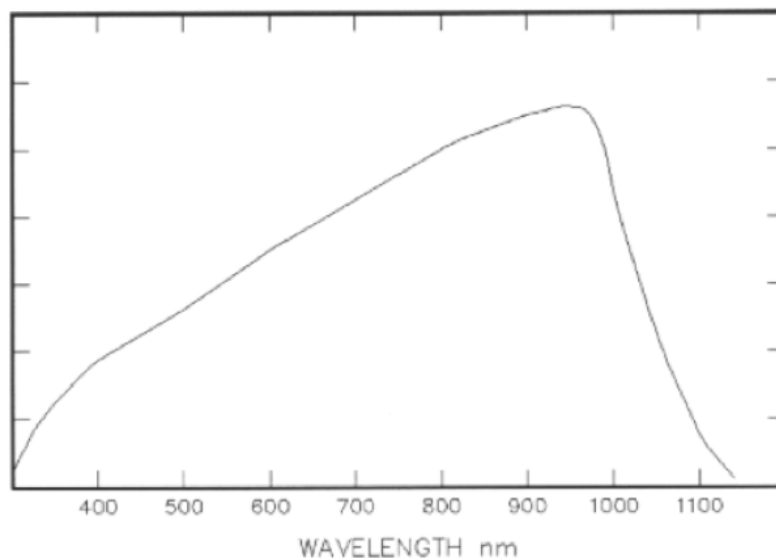
⁴ Ils n'ont pas encore posté de courbe pour le nouveau filtre.

Non seulement le filtre ne se détache pas nettement de chaque côté, mais son efficacité de pointe n'est que d'environ 55%. Ce n'est pas une critique - les filtres de Johnson n'étaient pas parfaits non plus.



Transmission du filtre B – Optec Corp.

Le filtrage est une activité très délicate, même en audio, et il n'est pas possible d'avoir des courbes de réponse plates. Mais la situation est pire que cela en l'air. Notre télescope, notre filtre et notre capteur forment une chaîne et chaque composant a sa propre courbe de réponse. La courbe du télescope est presque plate, mais pas complètement. Il transmettra différentes longueurs d'onde de lumière avec des efficacités légèrement différentes. Le capteur de notre photomètre manque également de réponse plate, étant plus sensible à certaines longueurs d'onde que d'autres. Si nous considérons ces pièces comme des filtres, qui transmettent chacune des fractions différentes de la lumière entrante, nous obtenons une réponse totale de l'étendue de **% télescope x % filtre x % capteur** pour chaque longueur d'onde.



Courbe de réponse du capteur SSP3 – Optec corp.

Nous n'avons pas besoin de nous attarder sur les détails de tout ceci, mais rappelons-nous que la sensibilité de nos mesures, dans n'importe quelle bande, est affectée par l'efficacité combinée de toute la chaîne photométrique.

1.6. Photométrie à un seul canal

Un photomètre n'est rien d'autre qu'un appareil de mesure de la lumière de qualité scientifique. À l'heure actuelle, le groupe PEP utilise presque exclusivement des photomètres Optec SSP⁵. Ce sont ce que l'on appelle des photomètres à courant continu ou DC. L'autre catégorie de photomètre est du type comptage d'impulsions ou comptage de photons. La différence est la suivante : lorsqu'un photon arrive à un photomètre de type "comptage", le capteur émet une impulsion électronique. Cette impulsion va à un compteur, qui est autorisé à accumuler sur une période de temps, connue sous le nom de *temps d'intégration*. Le compte final reflète le nombre de photons. Dans un photomètre à courant continu, les photons arrivants ne sont pas enregistrés individuellement. Ils produisent un courant continu proportionnel au nombre de photons. Jadis, ce courant était introduit dans un enregistreur graphique. Le stylo graphique se déplaçait en fonction de la force du courant, et c'est pourquoi nous appelons toujours un seul échantillon photométrique une *déflexion*. Cette note fera l'impasse sur la discussion du comptage des impulsions, qui est généralement pratiquée par des photométristes très expérimentés. Les détails sur la façon dont les dispositifs SSP produisent des comptages intégrés dans le temps à partir d'un courant seront traités ailleurs ; Le point à comprendre est que ces chiffres ne sont pas des nombres de photons, et cela compte lorsqu'on interprète la précision de la déflexion. La définition de "déflexion" est un peu floue dans le contexte du SSP, et je suppose celui-ci : une déflexion est un ensemble d'intégrations consécutives de dix secondes (habituellement trois), moyennées pour produire une valeur. Cette moyenne aide à atténuer les petites fluctuations dans les lectures.

Un capteur CCD possède des millions de pixels, mais un photomètre à un seul canal n'a qu'un seul gros pixel. Ce pixel est beaucoup plus grand que la taille d'une image d'étoile. En conséquence, lorsque nous visons le photomètre sur une étoile, il voit aussi un peu de ciel autour de l'étoile. Cela présente une complication, car le ciel n'est pas parfaitement sombre. L'atmosphère de la Terre brille, même dans la nuit la plus sombre. De plus, les étoiles trop pâles peuvent contribuer à la lumière dans le champ de vision du capteur. Nous appelons tout ce fond de ciel clair, et il contamine la mesure que nous faisons de l'étoile cible. Pour le corriger, toute déflexion sur l'étoile s'accompagne d'une seconde déflexion sur le ciel près de l'étoile. Lorsque nous signalons des comptes pour l'étoile, nous soustrayons ces chiffres du ciel des nombres étoiles + ciel pour obtenir un compte net. Cette procédure n'est pas parfaite mais, avec soin, cela fonctionne bien.

Comme la plupart des observateurs de l'AAVSO, nous pratiquons l'art de la *photométrie différentielle*. C'est-à-dire que nous établissons la magnitude d'une étoile variable en la comparant à une étoile (si tout va bien) constante ayant une magnitude (espérons-le) déterminée de façon fiable. Les étoiles variables du programme PEP ont chacune une étoile de "comparaison". L'utilisation de la même comparaison améliore la cohérence interne entre plusieurs observateurs. Il convient de noter, ici, que la photométrie peut être une entreprise

⁵ Solid-state Stellar Photometer.

imprévisible - étudier la lumière des étoiles à travers l'atmosphère pose des problèmes inévitables. Chaque mesure est sujette à des perturbations, et des magnitudes de référence vraiment bonnes sont établies par des observateurs experts en faisant la moyenne de nombreuses observations.

La séquence d'observation PEP typique entrelace les déflexions de l'étoile variable (ou "programme") avec des déflexions de la comparaison : comp ... var ... comp ... var ... comp ... var ... comp, le télescope étant déplacé de l'une à l'autre⁶. Chaque déflexion de la variable est référencée par rapport à la moyenne des deux déflexions de la comparaison qui l'encadre. Avoir trois échantillons de la variable non seulement nous donne un résultat plus fiable qu'un seul échantillon, mais cela nous permet de calculer une erreur statistique, ou incertitude, pour la séquence d'observation dans son ensemble.

Comme indiqué ci-dessus, nos photomètres à courant continu produisent des comptages proportionnels au nombre de photons reçus au cours d'une intégration. Si p photons arrivent, nous aurons un compte de $k * p$, où k est une constante pour notre photomètre. La réduction complète des comptes à la grandeur sera traitée à une autre section, mais il suffira pour l'instant de dire que nous prendrons le logarithme des comptages, de sorte que la magnitude sera de la forme $\log(k * p)$. Si nous obtenons des photons p_v de la variable au cours de sa déflexion et des photons p_c de la comparaison pendant sa déflexion, alors la différence de magnitude, ΔM , sera de la forme $\log(k * p_v) - \log(k * p_c)$. Si nous avons une magnitude M_c fiable pour la comparaison, alors l'ampleur de la variable sera $M_c + \Delta M$. C'est bon pour moi et mon photomètre, mais qu'en est-il pour vous ? Votre photomètre aura une valeur légèrement différente de k . Cela ne signifie-t-il pas que nos instruments fonctionnent à différentes "échelles", comme Fahrenheit et Centigrade ? Comment pouvons-nous réconcilier nos résultats ? Les mathématiques des logarithmes viennent à la rescousse : $\log(k * p)$ peut être réécrit comme $\log(k) + \log(p)$. Cela signifie que la formule de magnitude différentielle peut être transformée comme suit :

$$\begin{aligned} \Delta M &= \log(k * p_v) - \log(k * p_c) \text{ devient} \\ &= (\log(k) + \log(p_v)) - (\log(k) + \log(p_c)) \quad [\text{en développant les logarithmes}] \\ &= (\log(k) - \log(k)) + (\log(p_v) - \log(p_c)) \quad [\text{en réarrangeant les termes}] \\ &= \log(p_v) - \log(p_c) \quad [\text{en annulant les termes}] \end{aligned}$$

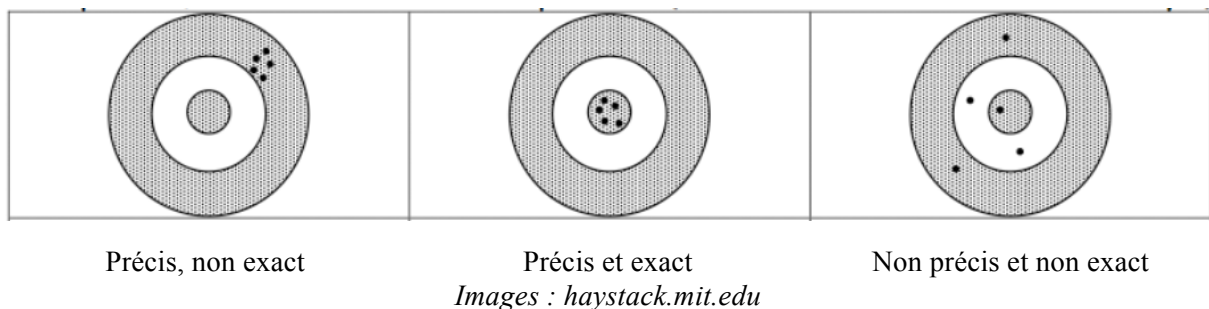
Ma magnitude différentielle est indépendante de k , et la vôtre aussi. Nous pouvons les comparer directement. Cette indépendance s'applique à tous les facteurs multiplicatifs qui affectent nos comptes respectifs. Si votre ouverture est plus grande que la mienne, votre nombre de photons sera plus élevé d'un certain facteur. Si votre filtre a une efficacité de transmission supérieure de 10%, votre comptage sera plus élevé. De même, si votre capteur a une sensibilité supérieure de 5% ou si votre temporisateur d'intégration est 3% plus lent. Toutes ces

⁶ Traité en détails dans le chapitre 2.

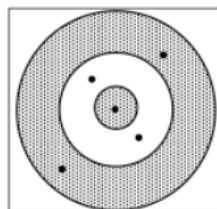
considérations disparaissent lorsque nous comparons différemment les étoiles sur une échelle logarithmique.

1.7. Le gouffre

Beaucoup d'encre photométrique a été répandue sur la distinction entre *exactitude* et *précision*, la principale source de problèmes étant que le terme précédent a une signification familière bien différente de celle de son usage technique. Il y a aussi la question de savoir si vous discutez d'une seule mesure ou d'un groupe de mesures. Cette dernière situation est généralement illustrée par les infâmes "diagrammes cibles" :



Sur la gauche, nous avons un archer qui est exact, mais pas très précis. Ses flèches ont atterri dans un groupe serré, mais ils ont raté le centre par une large marge. En allant vers la droite, nous avons un archer qui est à la fois précis et précis, avec un groupe serré sur le centre de la cible. À l'extrême droite, nous avons un archer qui n'est ni exact, ni précis. Ci-dessous, nous avons un archer qui pourrait être décrit comme exact mais pas précis :



La moyenne est exacte.

Il n'est certainement pas précis, mais on peut affirmer que sa *moyenne* a une grande exactitude, en ce sens que l'emplacement moyen (x, y) de ses cinq flèches est juste sur l'argent. Si son objectif était de *localiser* le centre de la cible par la moyenne de ses tirs, il s'en sortirait très bien. Cependant, il obtiendrait toujours un faible score dans la compétition.

Un autre point de vue sur l'exactitude et la précision a été présenté par Arne Henden :

Il est assez sûr de dire que l'observateur CCD moyen a une très bonne précision, mais une assez mauvaise exactitude. Cela signifie que l'incertitude d'un point à l'autre dans, disons, une série chronologique, est excellente. C'est pourquoi tant d'observateurs sont capables de détecter un transit d'exoplanètes (profondeurs de millimagnitude) ... où l'amplitude crête-à-crête ne peut être que de quelques centièmes de magnitude.

Comparez un observateur à un autre observateur pour le même objet et la même nuit, et vous pourriez voir une séparation beaucoup plus grande entre les niveaux moyens des deux séries temporelles - la partie "exactitude".

Il y a une distinction utile dans cette description : précision définie en termes *d'incertitude* des mesures. Chaque mesure, même numérique, présente un certain niveau d'incertitude. Il en va de même d'un groupe de mesures moyennées. Notre quatrième archer, du point de vue de la mesure, avait une grande exactitude mais aussi une grande incertitude. Le second archer avait une exactitude élevée et une faible incertitude.

Dans certains milieux, il y a un effort pour contourner les problèmes avec le mot "exactitude" en substituant un nouveau mot, la *justesse*. La justesse est la métrique de la proximité de la valeur mesurée par rapport à la valeur vraie. Dans la "vision" que je proposais, je suis délibérément resté à l'écart de l'exactitude et de la précision pour ne pas entraîner trop tôt les lecteurs dans le gouffre. La vision peut maintenant être reformulée en tant que *photométrie hautement vraie et minimalement incertaine d'étoiles lumineuses astrophysiquement intéressantes*. C'est ce que nous entendons par "haute qualité". Un résultat pratique est que si vous et moi prenons la photométrie de la même cible en même temps, nos résultats devraient concorder, à l'intérieur de nos incertitudes mutuelles, et non parce que nos incertitudes sont grandes.

1.8. Notre mascotte

Comptage du Comte de Sésame Street

"Le comte aime compter ; il comptera tout et n'importe quoi, indépendamment de la taille, de la quantité, ou combien d'ennui il cause aux autres caractères. Par exemple, il a une fois empêché Ernie de répondre au téléphone parce qu'il voulait continuer à compter le nombre de sonneries ... "- Wikipedia



One...Two...Three...Ahahahaha!!

Chapitre 2 – Observations

2.1 Télescopes et montures

Au niveau basique, un observateur PEP a besoin d'un télescope avec une monture entraînée, un photomètre et au moins un filtre photométrique. Le tube optique doit presque obligatoirement être du type Cassegrain, bien qu'un réfracteur compact soit utilisable. Les photomètres Optec pèsent environ 2,5 livres - vous ne les voudriez pas à l'extrémité d'un newtonien. De même, le photomètre transforme un long réfracteur en un pendule étonnant qui n'est pas amusant à équilibrer. Dans les deux cas, le photomètre, qui a un oculaire à angle droit dans lequel vous devez regarder à travers, balancerait complètement quand que le tube est déplacé dans le ciel.

Votre monture, de manière surprenante, n'a pas besoin d'être équatoriale. Nous allons viser le photomètre de sorte que l'étoile cible soit au centre du champ de vision. Cela signifie que nous ne nous soucions pas de la rotation du champ qui affecte les montures azimutales (j'utilise une alt-azimutale pour certains de mes propres travaux). La monture *doit* suivre le ciel automatiquement et bien. Un montage GOTO n'est pas strictement nécessaire, mais cela fait une grande différence dans la facilité d'utilisation. Si vous envisagez d'utiliser une monture GOTO uniquement avec une commande manuelle, assurez-vous que le contrôleur prend en charge les "objets définis par l'utilisateur". La vie sans cela est un casse-tête incroyable pour la photométrie différentielle, car les catalogues d'étoiles dans les contrôleurs ne posséderont pas les étoiles dont vous avez besoin, ou ne les auront pas facilement accessibles pour le pointage aller-retour que nous utiliserons.

Si vous envisagez de faire fonctionner votre monture via un ordinateur, il ne devrait pas être difficile de configurer des objets utilisateur, et il sera plus facile de commander le pointage qu'avec un contrôleur manuel. Cependant, vous aurez toujours besoin de la raquette pour des ajustements précis, et vous aurez besoin d'ajustements de vitesse lente qui fonctionnent réellement. J'ai acheté une fois une monture qui annonçait une gamme merveilleuse de vitesses de rotation, mais il s'est avéré que les deux plus lentes, dont j'avais besoin pour la photométrie, ne fonctionnaient pas bien, en causant des problèmes sans fin.

Si votre support n'est pas informatisé, il est essentiel que les commandes manuelles de ralenti fonctionnent très bien, sans jeu. Une autre considération concerne les supports à fourche (ou demi-fourche). Le photomètre dépasse beaucoup de l'extrémité arrière du tube optique, et il percutera la base du support si vous essayez de le faire passer entre les branches de la fourche. Si vous utilisez la monture en mode alt-azimutal, une partie considérable du ciel près du zénith sera probablement inaccessible. Sur un vieux Meade LX-200, vous ne pouvez atteindre qu'une altitude maximale d'environ 65°. Bien sûr, vous pouvez attendre que les objets descendent à une altitude plus basse, mais parfois vous voudrez vraiment pointer plus haut. Si vous opérez en mode équatorial, certaines parties du ciel seront toujours hors de portée, mais vous pouvez viser au-dessus de vos têtes.

Les montures équatoriales allemandes sont adaptées, à moins qu'elles ne soient montées sur trépied et que le boîtier du photomètre vienne buter sur trépied. Enfin, votre monture GOTO

n'a pas besoin d'avoir un suivi parfait. Aucun des équipements que nous pouvons posséder ne suivra correctement la cible. Des ajustements précis seront nécessaires. Cependant, il est important que les erreurs de suivi soient raisonnablement *prévisibles*. Quand vous vous tournez d'abord vers votre cible ou votre étoile de comparaison, vous voulez savoir où il est susceptible d'être, par rapport au centre du champ. Si l'étoile que vous recherchez n'est pas d'une couleur ou d'une luminosité remarquable, vous aurez peut-être à choisir entre plusieurs possibilités, et finirez par prendre des données sur la mauvaise.

Un mot final sur les télescopes : vous n'avez pas besoin d'optiques chères et super corrigées. Nous travaillons directement sur l'axe optique, là où les aberrations sont minimales. L'augmentation de l'ouverture vous fera plus de bien qu'une fonction d'étalement de points plus serrée.

2.2 Photomètres et Filtres



SSP3 de première génération

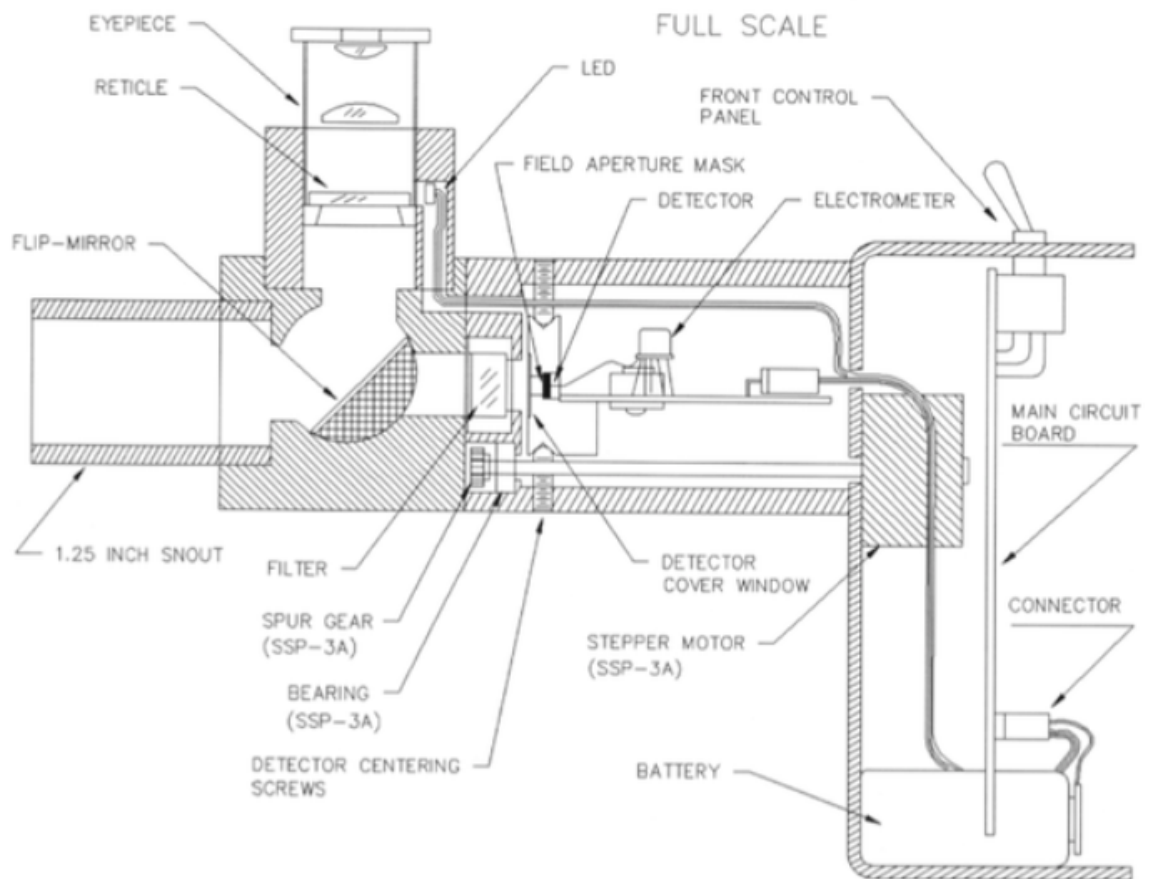
SSP5 de seconde génération

Votre choix pour un photomètre sera probablement un SSP3 ou SSP5 par Optec (<http://optecinc.com>). Ils sont disponibles neufs et d'occasion, "Génération 1" ou "Génération 2", avec ou sans commutation de filtre motorisé. Seuls les modèles de la génération 2 sont encore fabriqués. Ceux-ci sont informatisés et ont des avantages certains. Les modèles de la génération 1, cependant, peuvent être achetés bon marché sur le marché utilisé. Le taux en vigueur pour un SSP3 de 1re génération est d'environ 200 \$ + frais de port (vers 2015). Vous devrez peut-être patienter pour apparaître sur eBay ou AstroMart, mais les appareils sont là. Si

vous êtes nouveau dans la manipulation d'instruments scientifiques, vous voudrez probablement commencer avec un SSP3. Ces photomètres sont presque indestructibles. Je les ai laissés tomber de 1 m sur le béton et ils ont survécu. La SSP5 est plus délicate, et si elle subissait le même traitement, ou si elle visait la lune ou un réverbère, vous pourriez dépenser des centaines de dollars pour un nouveau tube photomultiplicateur. Le compromis est que le SSP5 peut voir beaucoup d'étoiles plus faibles. Bien sûr, il en coûte plus cher à acheter en première intention. Une autre attraction du modèle 3 est qu'il peut être actionné à partir d'une batterie interne de 9V. Une batterie rechargeable peut être utilisée, à condition qu'elle ait une capacité de 200 mAh ou plus (Optec les vend). Vous n'obtiendrez probablement ni une batterie rechargeable ni une alimentation avec une unité utilisée. Les manuels téléchargeables pour les fournisseurs de services partagés sont disponibles sur le site Web d'Optec (voir l'annexe C).

Les photomètres de la génération 1 ont un affichage LED à quatre chiffres qui indique les chiffres, et l'opérateur enregistre manuellement les chiffres. La génération 2 peut afficher ces chiffres ou les envoyer à un ordinateur pour l'enregistrement automatique. Un avantage ici est que le journal informatisé gèrera 65535, alors que l'affichage embarqué ne peut aller qu'à 9999. Si vous observez une paire var / comp où une étoile est plus brillante que l'autre, l'étoile brillante pourrait déborder l'affichage. L'une ou l'autre génération pourrait être équipée d'un moteur pour commuter entre les filtres, ce qui en ferait un modèle "A" (SSP3A / SSP5A). Les modèles non motorisés ont une barre métallique coulissante avec des trous de montage pour deux filtres. Vous enfoncez / tirez le "curseur" pour effectuer un changement de filtre. Les modèles motorisés disposent d'un espace pour au moins six filtres dans le curseur. Optec commercialise un programme de contrôle / acquisition / réduction, SSPDataQ, à utiliser avec les photomètres Génération 2. Il fonctionne uniquement sur Windows et communique via un lien RS-232. Le protocole de données Gen. 2 n'est pas compliqué. Vous pouvez écrire votre propre logiciel pour le contrôler. De plus, les photomètres de la génération 1 peuvent être mis à niveau vers la génération 2 à un coût raisonnable.

Les packages physiques pour SSP3 et SSP5 sont presque identiques. Ils ont un coulant 1,25" qui glisse dans un dispositif de mise au point classique. La boîte rectangulaire avant contient le banc optique, et la boîte à l'arrière contient l'électronique de traitement. Un SSP3 Gen. 1 est illustré ci-dessous.



Génération 1 SSP3, © Optec corp.

La sensibilité de la SSP3 est telle que vous aurez besoin d'au moins un télescope de huit pouces pour avoir une sélection raisonnable de cibles (dix pouces si vous voulez faire la bande B). Les étoiles dans le programme PEP sont généralement brillantes, mais il n'y a pas de raison de limiter artificiellement vos choix. Le SSP5 peut atteindre environ cinq magnitudes plus faibles que le SSP3 (ou sept magnitudes si vous achetez le photomultiplicateur à sensibilité étendue), d'où son attrait pour les observateurs expérimentés.

Lors de l'équipement de votre photomètre, vous aurez besoin d'au moins un filtre à bande V, et votre prochain choix devrait être un filtre B⁷. Si vous achetez un photomètre utilisé depuis des années, prévoyez d'acheter de nouveaux filtres (avec le temps, le ciment qui retient les couches de verre coloré se détériore et devient trouble). Il semble qu'Optec ait cessé de fabriquer ses propres "sandwiches" de filtres et achète des filtres de fabricant différent comme Chroma Technology. Les filtres Chroma sont plus fins et transmettent plus de lumière. Les filtres photométriques ne sont pas bon marché, alors achetez ce que vous utiliserez réellement⁸. Si vous utilisez les curseurs de filtre manuels, placez les filtres dans les paires de couleurs dont vous aurez besoin. Si vous allez faire des projets de photométrie BV et VI, obtenez deux

⁷ Si vous avez une ouverture suffisante.

⁸ Le SSP5 standard possède une réponse zéro dans les bandes R et I, mais la version à sensibilité étendue travaille aussi dans la bande R. Il y a des avertissements en ce qui concerne les filtres R et U (voir section 3.5 sur la Transformation).

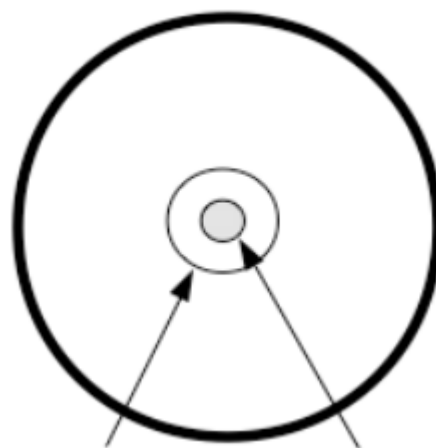
curseurs et mettez BV dans un et VI dans l'autre. Les anciens curseurs auront B dans la bonne position, V dans la gauche, de sorte que lorsque le curseur est enfoncé à fond, le filtre B est dans le chemin optique. Optec a depuis inversé cette convention. Si vous préférez avoir votre filtre à ondes courtes sur la droite, comme je le fais, vous devez spécifier cela lors de la commande (j'ai des curseurs BV, VI et UB).

Ne nettoyez pas vos filtres (ou l'objectif du télescope) à moins que vous n'en ayez réellement besoin. Il se peut que votre système doive être recalibré après un tel nettoyage. Il y a quatre vis qui ajustent la position X-Y du capteur, et une ou deux vis qui verrouillent l'oculaire en place. Ne vous trompez pas, sinon votre réticule cible peut ne pas être centré correctement.

2.3 Fonctionnement de base

Les dispositifs SSP ont un miroir basculant. Le miroir dirige la lumière vers l'oculaire, ou s'écarte de manière à ce que la lumière tombe sur le capteur. Vous commencez avec l'oculaire, en faisant pivoter le télescope pour placer votre étoile au centre du cercle cible. L'oculaire a une longueur focale d'un pouce, donc avec un SCT de 8 " à F / 10 vous travaillerez avec un grossissement de 80 x. A ce grossissement, le champ de vision a un diamètre d'environ 24 minutes d'arc de et le cercle cible peut être d'environ 1,5 minute d'arc. La zone de détection du détecteur est la zone centrale de 35% de la cible (en rayon). Au bord du cercle, la sensibilité peut tomber à 0. Lorsque vous commencez à expérimenter le centrage d'une étoile, vous remarquerez que votre position de l'œil gauche / droite / haut / bas fait une différence, en déplaçant la position apparente de l'étoile dans le cercle. Vous vous y habituerez et apprendrez progressivement à garder un bon alignement des yeux (si possible, gardez en vue le champ complet de l'oculaire sur l'oculaire)⁹. Bien que je sois myope, je ne porte pas mes lunettes lorsque je fais des observations. Je focalise habituellement le photomètre avec mes lunettes, puis je les enlève, ce qui améliore le relief oculaire.

Vue de l'oculaire du SSP



Cercle de la cible

Zone du détecteur

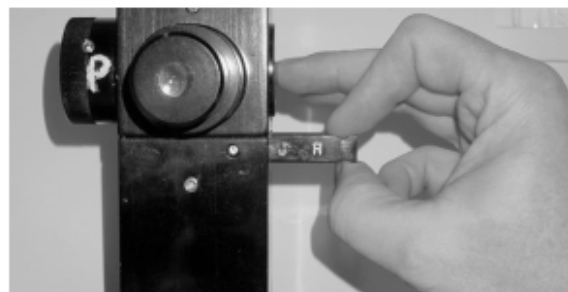
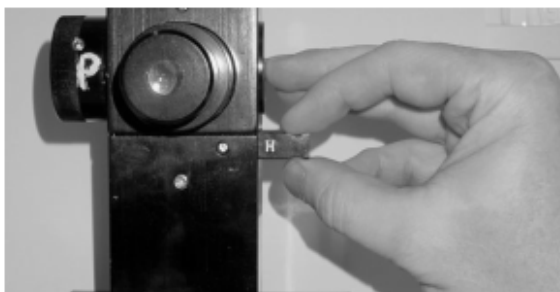
⁹ Une autre astuce : des étoiles plus brillantes peuvent avoir des "cheveux" qui s'en détachent (je le vois surtout sans mes lunettes). Si les cheveux flottent de façon égale dans des directions différentes, vous êtes centré.

Une fois l'étoile bien centrée, le bouton du miroir est tourné (j'ai mis les lettres blanches "O" et "P" ["oculaire", "photomètre"] sur le bouton pour qu'il soit facile de dire la position dans l'obscurité). Une série de trois intégrations peut maintenant être prise, mais il y a un problème : le temporisateur d'intégration n'est pas synchronisé avec le flip miroir. L'intégration se passe réellement tout le temps. Toutes les dix secondes, le compteur est réinitialisé, quelle que soit la position du miroir. Par conséquent, le premier compte obtenu après le lancement du miroir n'est presque certainement pas une intégration complète et doit être supprimé (pendant l'intégration, l'affichage affiche les résultats de l'intégration précédente). Les photomètres de la génération 1 ont une LED à droite de l'écran. Lorsque l'affichage est mis à jour, la lumière clignote, ce qui est pratique si les chiffres actuels et précédents sont les mêmes. Certains modèles très anciens de la génération 1 n'éclairent pas la LED, mais vous pouvez bidouiller l'électronique pour la réparer (je l'ai fait).

Sauf si les conditions sont exceptionnelles, les valeurs que vous obtenez pour les trois intégrations varient quelque peu. J'aime voir la lecture la plus haute pas plus d'environ 1% au-dessus du plus bas (c'est avec des comptages modestes dans la position "oculaire"¹⁰). Si les numéros s'éparpillent, vous avez de mauvaises conditions de ciel ou un mauvais suivi, ce dernier se manifeste par des valeurs qui descendent, descendent, descendent. Il est évident que vous ne devez pas manipuler le bouton du miroir basculant : soyez doux. Pareil avec le filtre coulissant :

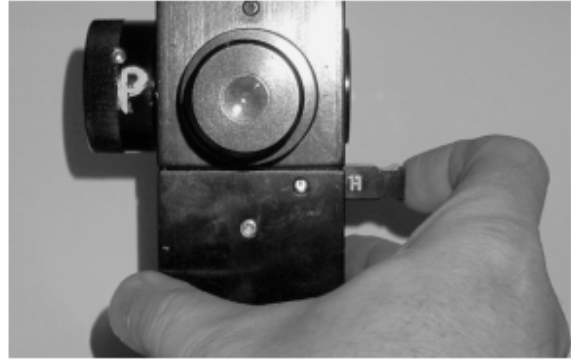
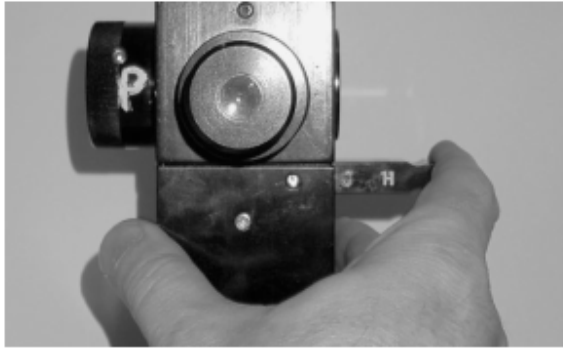


Basculement du miroir : utilisez les doigts, pas le poignet



Déplacement des filtres vers l'extérieur : tirez avec le pouce et l'index, poussez avec l'index

¹⁰ Les comptages de l'oculaire, également connu sous le nom de "comptages d'obscurité", sont réglés avec un ajustement décrit ci-dessous



Déplacement des filtres vers l'intérieur : serrez entre le pouce et l'index,

Si vos manipulations font vibrer un peu le télescope, ce n'est pas grave (laissez-les s'amortir), mais une secousse vous mettra hors de portée de la cible. Lorsque vous prenez votre deuxième ou troisième déflexion sur une étoile, notez si les comptes sont proches de ceux de la première déflexion. Une discordance indique une erreur de centrage ou des conditions de ciel changeantes. Il ne faut pas trop insister sur le fait de prêter attention aux chiffres et ne pas simplement les enregistrer. Ils sont votre diagnostic clé pour les problèmes. Si votre compte est de 10 000 ou plus, la DEL susmentionnée s'allume et reste allumée. Sur une unité Gen. 2, l'affichage alphanumérique indiquera "OVER".

Après avoir obtenu votre déflexion d'étoile, basculez le miroir et décalez le télescope à proximité pour une mesure du ciel. Au minimum, décalez l'étoile à l'extérieur du cercle cible du diamètre d'un demi-cercle. Ce n'est pas toujours suffisant. Si votre étoile est très brillante, la lumière diffusant dans l'optique peut contaminer le champ de vision au-delà du cercle. Si vous soupçonnez cela, continuez à éloigner le télescope de l'étoile jusqu'à ce que votre comptage se minimise. Évidemment, gardez le cercle loin des autres étoiles, et n'oubliez pas de retourner le miroir par la suite ! Vous voulez des comptages du ciel, pas l'intérieur du boîtier du photomètre. Si vous ne parvenez pas à obtenir des comptages de ciel constants, il se peut qu'il y ait une étoile faible invisible dans votre zone d'arrière-plan - essayez de vérifier avec une carte d'étoiles.

Prendre des réflexions vous semblera difficile au début, mais vous finirez par développer un rythme pour le processus. C'est pourquoi j'aime que mon filtre à longueur d'ondes les plus courtes soit dans la même position sur toutes mes glissières - cela fait partie du modèle.

2.4 Réglage du gain et du temps d'intégration

La sortie du capteur SSP est injectée dans un amplificateur qui possède trois réglages de gain. Si je travaille avec des étoiles très brillantes, j'utilise un gain de 1x, sinon j'utilise 10x. Mon sentiment est que 100x est grossit le bruit autant que le signal d'étoile, et je ne l'utilise pas. Je vois le réglage du gain comme un moyen d'empêcher le débordement des comptages, pas un moyen d'extraire plus d'informations sur les étoiles faibles. À 100x, mon propre SSP3 à température ambiante a des comptages d'obscurité qui changent de 50 ou même plus dans une intégration de dix secondes. Si vous obtenez seulement environ 1000 comptages nets à ce gain, le bruit interne vous donne une variation de 5% dans les lectures d'étoiles avant d'envisager un effet de ciel. En principe, vous pouvez utiliser différents paramètres de gain pour la variable et la comparaison pour traiter une large plage de luminosité entre les deux étoiles. Soyez *très* prudent à ce sujet. Vous ne pouvez pas supposer que le rapport entre les paramètres de gain est

exactement 10 : 1. Vous devez mesurer le rapport chaque nuit sur une étoile de test appropriée. Lorsque vous allez réduire les données, vous devrez normaliser tous vos comptes à un facteur de gain commun (par exemple : si vos lectures sont principalement à 10x, vous multipliez tous vos comptes 1x par 10, ou quel que soit le vrai ratio 10x / 1x).

Des intégrations d'une seconde ne sont pas utiles en raison de la scintillation, un effet atmosphérique qui provoque des fluctuations de luminosité à court terme. Tenez-vous en à dix secondes. Si vous avez un photomètre de la génération 2, vous pouvez essayer des intégrations de cinq secondes pour éviter les débordements (mais j'ai encore des inquiétudes au sujet de la scintillation). Les décomptes par intervalles de 5 secondes doivent être multipliés par 2 lorsqu'ils sont analysés conjointement avec des décomptes enregistrés en 10 secondes.

En préparation à la prise de données, un ajustement doit être effectué pour les photomètres de la première génération pendant que le miroir est réglé pour l'oculaire. Le photomètre a un "décalage", qui définit un seuil pour les comptages d'intégration. Le bruit interne de l'appareil génère des comptages même sans lumière. Ces comptages "sombres" diminuent généralement avec la température, et bien que nous voulions les minimiser, nous ne voulons pas que notre affichage déborde (aller en blanc) car la nuit devient plus froide. Le décalage est ajusté de manière à ce qu'il y ait toujours des comptages pour toute combinaison intégration / gain que nous prévoyons d'utiliser cette nuit-là. Il y a un petit trou à droite de l'interrupteur marche / arrêt avec une vis. Tournez la vis dans le sens des aiguilles d'une montre pour réduire le nombre de points noirs ou dans le sens antihoraire pour l'augmenter. Pour les intégrations de 10 secondes sur une nuit, vous prévoyez d'utiliser 1x et 10x, il serait approprié de définir les comptes d'obscurité à environ 4-5 en 1x. Le manuel d'Optec dit d'ajuster pour ce compte minimum avec une intégration de 1 seconde et un gain de 1x. **Ne faites pas ça**. La raison en est que si vous obtenez 5 points noirs à 1 seconde / 1x, vous obtiendrez également 500 points noirs à 10 secondes / 10x. Ces comptes élevés ne vous font rien de bien, et rendent la consignation manuelle des données plus fastidieuse.

2.5 La séquence standard

Nous avons déjà abordé l'ordre habituel de prise de déflections, avec des échantillons d'étoiles de programme encadrés par des échantillons de comparaison. La séquence complète, en omettant les déflections du ciel, est la suivante :

1. Déflexion de comparaison #1
2. Déflexion de la variable # 1
3. Comparaison # 2
4. Variable # 2
5. Comparaison # 3
6. Variable # 3
7. Comparaison # 4
8. Check star
9. Comparaison # 5

Les données de déflexion peuvent être enregistrées dans le format suivant :

| Cible | Heure | Intégration 1 | Intégration 2 | Intégration 3 | Moyenne |
|--------------------------------|--------------|----------------------|----------------------|----------------------|----------------|
| Comparaison 1 | | | | | |
| Ciel Comparaison | | | | | |
| Variable 1 | | | | | |
| Ciel Variable | | | | | |
| Comparaison 2 | | | | | |
| Ciel Comparaison | | | | | |
| Variable 2 | | | | | |
| Ciel Variable | | | | | |
| Comparaison 3 | | | | | |
| Ciel Comparaison | | | | | |
| Variable 3 | | | | | |
| Ciel Variable | | | | | |
| Comparaison 4 | | | | | |
| Ciel Comparaison | | | | | |
| Etoile de vérification | | | | | |
| Ciel étoile de vérification | | | | | |
| Comparaison 5 | | | | | |
| Ciel Comparaison | | | | | |

L'étoile de contrôle est une précaution de sécurité. Nous ne l'échantillons qu'une fois, donc la mesure n'est pas extrêmement fiable. Cependant, si l'ampleur de la vérification observée est sérieusement dérégulée, nous devons rechercher des problèmes. La vérification est également utile pour détecter la variation de l'étoile de comparaison supposée constante. Comme chaque déflexion d'étoile s'accompagne d'une déflexion du ciel, on obtient au total dix-huit déflexions. En une seule couleur, cela prend environ vingt minutes. Les moyennes d'intégration sont calculées le jour suivant, pas pendant l'acquisition des données, mais si vous gardez un enregistrement papier des comptages, il est logique de mettre ces moyennes sur la même feuille que les intégrations. L'heure de début de la déflexion doit seulement être enregistrée à la minute, et il n'est pas réellement nécessaire d'enregistrer l'heure des déflexions du ciel. Cette séquence s'est avérée efficace, mais elle n'est pas gravée dans la pierre. Si vous avez deux

variables proches qui utilisent la même étoile de comparaison / vérification, vous pouvez faire ce qui suit :

1. Comparaison #1
2. Variable A # 1
3. Variable B # 1
4. Comparaison #2
5. Variable A # 2
6. Variable B # 2
7. etc.

Mais ne poussez pas trop loin. Au fur et à mesure que les échantillons d'étoiles se distendent dans l'espace et dans le temps, la fiabilité des résultats peut en souffrir. Il faut aussi dire que le schéma de trois intégrations pourrait être étendu à quatre ou même cinq, mais je n'en utiliserais pas deux. Les intégrations multiples aident à atténuer les variations causées par l'atmosphère.

Lorsque vous effectuez une photométrie bicolore, l'étoile et le ciel doivent chacun être échantillonnés avec les deux filtres. Plutôt que d'échantillonner l'étoile et le ciel dans le filtre 1, puis l'étoile et le ciel dans le filtre 2, il existe un modèle plus efficace (ici en B et V) :

1. Etoile bande B
2. Décalage du filtre
3. Etoile bande V
4. Déplacement vers ciel
5. Etoile bande V
6. Etoile bande B
7. Décalage du filtre (pour l'étoile suivante)

Cela n'implique qu'un seul mouvement étoile vers ciel par cible.

2.6 Les cieux : le bon, la brute et le truand

Nos ennemis dans la recherche d'une bonne photométrie sont le vent, la turbulence, la chaleur, la pollution lumineuse, les aérosols et la vapeur d'eau. Le vent ébranle l'équipement, la turbulence et le changement de convection thermique et déforme la lumière, la pollution lumineuse nous donne des photons que nous ne voulons pas, et les aérosols et l'eau absorbent les photons que nous voulons. C'est une vie difficile, sans même tenir compte des nuages (les observateurs du CCD peuvent tolérer un peu de couverture nuageuse fine, mais nous ne pouvons pas le faire). Si ce que vous voyez dans l'oculaire est mauvais, attendez et espérez une amélioration.

Pour les bons résultats sur les étoiles faibles, il faut un ciel transparent. Pendant la journée, notez à quel point le ciel reste vraiment bleu. Cherchez le trafic à réaction : si les traînées de condensation s'étendent d'un horizon à l'autre, il y a beaucoup de vapeur d'eau dans le ciel. Si vous observez près d'un couloir de vol de nuit, rappelez-vous que ces mêmes traînées peuvent flotter juste devant vos étoiles. Enfin, regardez les comptages.

2.7 Bizareries

Après avoir couvert les bases du SSP, il y a des points plus ésotériques à prendre en compte.

- A. Lors du démarrage dans la soirée, l'unité doit se stabiliser, à la fois thermiquement et électroniquement. Laissez l'appareil revenir à température ambiante avant de l'utiliser. Après l'avoir allumé, laissez-le tourner au ralenti pendant dix minutes. Mon SSP3 montre des comptages croissants pendant cet intervalle avant de parvenir à un niveau stable. A moins que vous ne preniez une pause significative dans la collecte de données pendant la nuit, laissez le photomètre allumé pendant toute la session d'observation.
- B. J'ai vu une unité qui avait des fuites de lumière. Je l'utilisais sous un dôme qui avait des lumières rouges, et j'ai remarqué que mes comptages du ciel étaient parfois élevés. Il s'est avéré que la lumière pénétrait à travers l'oculaire et atteignait le capteur. L'ampleur de la fuite dépendait du fait que je me tenais entre la lumière et le photomètre, projetant une ombre. Si vous travaillez à proximité d'une source de lumière (par exemple, un écran d'ordinateur) et que vous observez des comptes inexplicables, essayez d'explorer l'extérieur du photomètre à l'aide d'un flash et vérifiez si les comptages sont rapides.
- C. Il y a un phénomène où les comptages débordent, puis diminuent, puis se stabilisent en passant d'une étoile brillante à une étoile faible. J'ai vu cela à l'occasion, et d'autres aussi. Quelles en sont les causes, je ne sais pas, mais c'est une autre raison de prêter une attention particulière aux comptages. La solution consiste à laisser passer quelques intégrations.
- D. Les lumières de l'avion et les météores peuvent provoquer des augmentations soudaines des comptages. Surveillez-les et refaites les intégrations suspectes. Une fois, j'ai dû faire de la photométrie pendant une pluie de météores, et j'ai été "touché" plusieurs fois.
- E. Soyez prudent avec les adaptateurs à courant alternatif si vous possédez un modèle SSP4¹¹. Ce dispositif utilise un voltage différent des modèles 3 et 5 et beaucoup, beaucoup de points sont retirés pour faire marcher 12 volts dans un SSP4 de 5 volts. J'ai marqué un grand "4" blanc sur mon adaptateur SSP4, et un "5" sur mon SSP5. J'ai mis du ruban codé par couleur sur les extrémités des câbles d'alimentation, et de la bande correspondant sur les corps des photomètres.
- F. Bien que vous ayez une plage de comptage de 0-64K en utilisant la journalisation par ordinateur, il est toujours possible de déborder sur une étoile brillante à un gain trop élevé. Si vous obtenez un ensemble de données qui a un nombre incroyablement bas pour une cible brillante, c'est ce qui est arrivé. Ne désespérez pas: ajoutez 65.536 aux faibles comptages, et utilisez un gain plus faible la prochaine fois. Ce genre d'astuce ne fonctionne pas pour les débordements sur un compte d'affichage de la

¹¹ Photomètre dans le proche infrarouge Optec

Génération 1, et notez que la limite nominale de la réponse linéaire dans l'électronique est de 10 000 coups / s. Si une intégration de dix secondes dépasse 100 000 comptes, vous êtes en territoire inconnu.

- G. Si votre écran SSP3 de génération 1 est complètement vide sans lumière de débordement, l'appareil est saturé (vous jouez probablement avec lui à la lumière du jour).
- H. Lorsque vous regardez à travers l'oculaire, vous expirez sur le boîtier du photomètre. Par temps froid, il y aura du brouillard ou du givre sur l'affichage du compteur. Apprenez à respirer du côté de votre bouche en hiver.
- I. Le maillon faible du matériel SSP de la première génération est constitué par les commutateurs. Les leviers n'ont aucune protection contre les impacts, et il est relativement facile de les casser. Les interrupteurs de remplacement sont difficiles à trouver, mais nous avons un petit stock de pièces de rechange.

2.8 Trucs du métier

Pour une observation en deux couleurs, vous centrez théoriquement une étoile cible, basculez le miroir, prenez une déflexion, retournez le miroir à nouveau pour vérifier que l'étoile est toujours centrée, passez au second filtre, basculez le miroir, prenez une déflexion, basculez encore le miroir pour vérifier le centrage, décalez-vous vers le ciel, basculez le miroir, prenez la première déflexion du ciel, basculez le miroir et vérifiez que vous n'avez pas dérivé sur une étoile, yadda, yadda, yadda. Je ne fais pas ça. Je centre l'étoile, prends la déflexion de la première couleur, fais glisser le filtre et prends la deuxième couleur. Ensuite, je maintiens le bouton "bas" de mon contrôleur enfoncé pendant un court intervalle et je prends les déflexions du ciel. La familiarité avec mes champs d'étoiles m'informe qu'une rotation d'une certaine durée m'éloignera de ma cible vers une zone dégagée, et pour quelques cibles seulement, il m'a fallu aller dans une direction autre que vers le bas. Cela fait partie du "rythme". Une fois que vous vous êtes habitué à ce que les comptages (y compris le nombre de ciel) sont censés être, il n'est pas nécessaire de reconfirmer votre pointage si les valeurs se sont bien comportées.

2.9 Notes supplémentaires sur le SSP5

Le SSP5 a une configuration optique légèrement différente. Devant le PMT¹², il y a une lentille de "Fabry" qui diffuse le faisceau lumineux entrant. En conséquence, le SSP5 n'a pas un point de mesure aussi restreint - il a une sensibilité totale sur une grande partie du cercle cible.

Prenez l'habitude de déplacer le miroir vers "l'oculaire" **avant** de déplacer le télescope d'une étoile à l'autre : vous pourriez accidentellement balayer une étoile brillante entre les deux positions. Vous pourriez également commander par erreur un déplacement qui pointe vers la lune ou une lumière terrestre. Oui, il y a un circuit de sécurité, mais vous ne voulez pas mettre le photomètre hors tension pour le réinitialiser. Éteignez immédiatement le photomètre lorsque vous finissez d'observer, de peur d'allumer une lumière brillante à proximité lorsque vous

¹² Tube photomultiplicateur à vide

fermez votre abri pour la nuit. Et sur le panneau de contrôle de mon SSP5, j'ai mis une note qui dit, "**ATTENTION**" pour me rappeler de mettre le miroir à l'oculaire avant d'allumer l'appareil.

Optec vend deux filtres V différents. Le filtre V conventionnel pour le SSP3 est un filtre à bande passante, permettant une fenêtre de transmission. Il existe un second filtre V pour les SSP5 ayant le PMT standard. Ce PMT ne peut rien détecter de la bande V vers le bas, de sorte que le filtre ne bloque pas le spectre dans cette région. C'est un filtre passe-bas qui ne coupe que le bleu de la bande V. **Vous ne pouvez pas utiliser ce filtre dans un SSP3 !** J'ai un PMT à sensibilité étendue dans mon SSP5, je dois donc utiliser le filtre V conventionnel.

Chapitre 3 – Réduction des données

3.1. Logiciel

J'ai connaissance de quatre outils différents utilisés pour réduire les données PEP de l'AAVSO :

1. AAVSO PEPObs (bande V uniquement)
2. SSPDataQ de Jerry Persha / Optec
3. Tableurs Homebrew
4. Programmes Homebrew

La plupart des gens semblent préférer les tableurs, et nous travaillons sur une version standard. Je déteste les tableurs et je voulais des capacités de réduction élaborées, alors j'ai écrit mon propre programme¹³. PEPObs présente l'avantage d'être disponible en tant que page Internet et ne nécessite donc aucun logiciel spécial sur l'ordinateur de l'utilisateur (Annexe A). Choisissez le package de réduction qui vous convient le mieux. Sachez simplement que différents outils donneront des réponses légèrement différentes¹⁴. Si je dois faire des comparaisons rigoureuses entre les résultats de différents observateurs, j'obtiens les données brutes et je les réduis à nouveau toutes au moyen d'un seul outil. Dans la section 3.5, je vais dans les détails de la réduction, ce qui est bon à savoir, même si vous n'écrivez pas votre propre outil.

3.2. Gestion des données

Si vous avez une carrière productive en tant que photométriste, vous finirez par recueillir beaucoup d'observations. Dès le début, il est important de développer une stratégie pour garder vos données organisées. Si vous stockez des données sur un ordinateur, ne tombez pas dans le piège de donner à tous vos fichiers des noms cryptiques et de les jeter dans un seul répertoire. Il existe différentes façons de structurer vos archives personnelles. Au niveau supérieur, vous pouvez les décomposer par année civile, ou peut-être par type de variable (éclipses, pulsantes, etc.), ou peut-être inverser ces deux niveaux de stratification. J'ai actuellement des répertoires de haut niveau pour chaque étoile. Mes noms de fichiers pour les observations individuelles sont de la forme <star_id> _ <télescope> _ <RJD> _ <bandes>, où RJD a un entier et une partie fractionnaire, par exemple: p_cyg_PMO24_57424.810_BV. J'observe avec plus d'un télescope, d'où son inclusion dans le nom du fichier.

¹³ Demandez à quelqu'un de vous remettre une feuille de calcul non triviale et essayez de comprendre ce qu'elle fait vraiment. Bonne chance. C'est difficile parce que le monde de la feuille de calcul a pris toutes les leçons apprises dans la programmation structurée et les a jetées par la fenêtre.

¹⁴ Vous pouvez entendre des descriptions du genre: «Cet outil utilise la méthode du chapitre 4 dans Henden et Kaitchuck.» Cette caractérisation est adaptée autant que possible, mais gardez à l'esprit que le chapitre 4 de H & K n'est pas une spécification fonctionnelle du logiciel - il ne définit pas un algorithme. Différents programmeurs peuvent lire le chapitre 4 et proposer différentes implémentations. De plus, les auteurs peuvent utiliser différentes approximations dans leurs calculs.

3.3. **Honnêteté de l'observation**

Nous voulons que les données que nous présentons soient exemptes d'"opinions" - appels de jugement de l'observateur. Les attentes humaines ne sont pas toujours en accord avec la réalité, et nos magnitudes sont censées représenter la réalité. Cependant, les facteurs humains se fauillent et nous devons les gérer de façon responsable. Par exemple, que se passe-t-il si je complète une séquence standard sur une étoile, pour constater que j'ai oublié une déviation du ciel en cours de route ? Dois-je jeter mes données, ou essayer d'estimer les comptages du fond de ciel ? Si mon fond de ciel a été constant par rapport aux autres déflexions, je n'ai aucun problème à utiliser un arrière-plan moyen à la place de celui qui me manque, mais je mettrais une note avec l'observation qu'il y avait une estimation impliquée. Et si une intégration chaude se glissait quand je ne regardais pas, seulement pour être trouvée pendant la réduction ? Si les intégrations ont été stables, je laisserais tomber le délinquant et mettrais une note dans le dossier d'observation.

Une considération à prendre lors d'un appel sur une réduction : la magnitude devra-t-elle se suffire à elle-même, ou cela doit-il être évalué dans le cadre d'un groupe plus important ? Par exemple, si nous sommes en train d'ajuster une ligne à plusieurs lectures de magnitude, nous ne devons pas trop nous inquiéter d'un petit écart dans l'une d'entre elles.

Les questions autour des données miteuses peuvent devenir une énigme philosophique. Si le ciel semble mauvais et que je choisis de ne pas observer, il n'y a rien à signaler. Mais si je vais de l'avant et que je tente de recueillir des données, ai-je raison de les exclure de certaines analyses plus importantes parce qu'elles sont de mauvaise qualité ? En principe, il semble que je devrais tout rapporter, mais les données minables ne peuvent que brouiller l'histoire. Il faut faire attention à exclure les résultats médiocres simplement parce qu'ils ne sont pas d'accord avec les attentes.

3.4. **Éviter l'embarras**

Lorsque vous soumettez des données à l'AAVSO, ou à toute autre organisation, regardez vos chiffres. Est-ce qu'ils ont un sens ? Certains résultats hilarants sont signalés lorsque les gens n'effectuent pas un contrôle de qualité simple. Juste parce que l'ordinateur vous dit qu'une valeur n'est pas juste. Si vous rencontrez des problèmes avec vos observations rapportées, supprimez-les et téléchargez les versions corrigées.

3.5. **Détails de la réduction**

3.5.1. **Magnitudes instrumentales**

Ayant acquis des comptages à partir de notre photomètre, quelle est la conversion en magnitude ? Nous savons déjà qu'il s'agit de prendre un logarithme, et puisque les magnitudes vont dans le sens inverse de la luminosité, nous devons introduire un facteur négatif quelque part. En outre, nous voulons que la magnitude diminue de 5 pour une augmentation de luminosité de 100x. La formule, alors, est

$$m = -2,5 \times \log_{10}(\text{comptages})$$

Ceci est équivalent à $-5/2 \times \log_{10}(\text{comptages})$, ou $\log_{10}(\text{comptages}^{-5/2})$. Vérifions la formule : appelez la magnitude instrumentale d'une étoile, $m_1 = \log(c^{-5/2})$. Considérons ce qui se passe quand c s'accroît d'un facteur de 100. Nous obtenons une nouvelle magnitude, m_2 :

$$m_2 = \log((100c)^{-5/2}) \text{ ou}$$

$$\log(100^{-5/2} \times c^{-5/2}) \text{ ou}$$

$$\log((10^2)^{-5/2} \times c^{-5/2}) \text{ ou}$$

$$\log(10^{-5} \times c^{-5/2}) \text{ ou}$$

$$\log(10^{-5}) + \log(c^{-5/2}) \text{ ou}$$

$$-5 + \log(c^{-5/2}) \text{ ou}$$

$$-5 + m_1$$

Notre étoile est maintenant 5 magnitudes plus brillante. Souvenez-vous que le facteur 2.5 est réellement 2.5, **non** 2.512 arrondi.

En raison des propriétés des logarithmes, la magnitude différentielle entre la variable et l'étoile de comparaison peut être exprimée de deux façons :

$$\Delta m = m_{var} - m_{comp}$$

ou

$$-2.5 \times \log(\text{comptages}_{var} / \text{comptages}_{comp})$$

3.5.2. Extinction du premier ordre

L'extinction du premier ordre est la correction la plus simple appliquée dans le processus de réduction. L'atmosphère de la Terre atténue la lumière des étoiles, et plus l'atmosphère traverse la lumière, plus l'atténuation est importante. Lors de la collecte de données, les étoiles variables et de comparaison, bien que généralement proches, sont à des altitudes légèrement différentes. Nous compensons la différence d'extinction. La quantité d'atmosphère est mesurée dans les unités "airmass", et le symbole de la valeur est "X". Au zénith, la masse d'air est égale à 1. A trente degrés d'altitude, la masse d'air est égale à 2 et elle augmente rapidement quand vous descendez plus bas. Pour calculer la correction, vous avez besoin de deux nombres: la masse d'air différentielle entre la variable et la comparaison ($\Delta X = \text{masse d'air de la variable} - \text{masse d'air de l'étoile de comparaison}$), et le coefficient d'extinction, kappa (κ)¹⁵, en unités de magnitude par masse d'air. Notez que ΔX peut être positif ou négatif. L'extinction différentielle

¹⁵ Bon, κ ! L'extinction, κ , est divisée en deux parties. κ' est la partie insensible à la couleur, et κ'' la partie sensible à la couleur, avec l'extinction totale $\kappa = \kappa' + \kappa''$. Pour l'extinction de premier ordre, $\kappa''=0$.

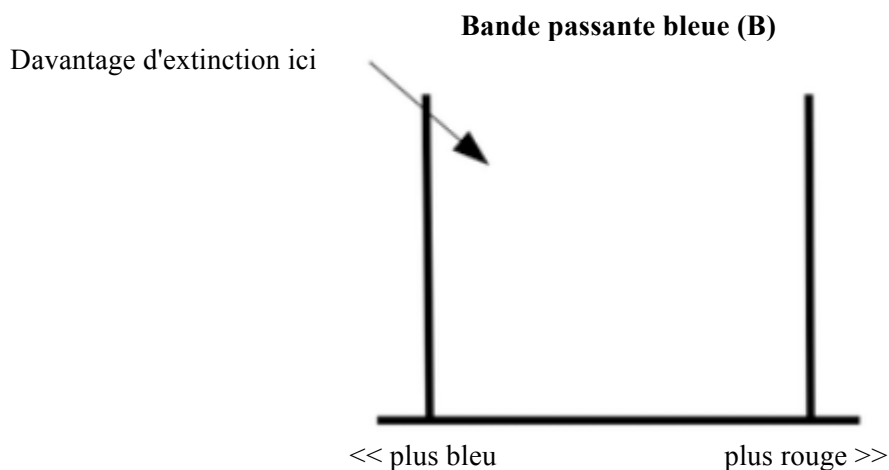
est $\Delta X \cdot \kappa'$, et cette valeur est soustraite de la magnitude instrumentale. En bande V, cette quantité est généralement assez petite.

3.5.3. Contraste de couleur

Avant d'aller plus loin, nous devons introduire le concept de contraste de couleur, basé sur *l'indice de couleur*. L'indice de couleur d'une étoile est la différence entre les magnitudes standard dans deux bandes passantes. L'indice le plus commun est B-V, la magnitude B moins la magnitude V. Une étoile rougeâtre aura une magnitude V brillante (par rapport à B), et B-V sera positif. Une étoile bleuâtre aura une magnitude B brillante, et B-V sera négatif. La différence d'indices, $\Delta(B-V) = (B-V)_{\text{var}} - (B-V)_{\text{comp}}$, donne le contraste de couleur entre la variable et l'étoile de comparaison. Les valeurs de $\Delta(B-V)$ proches de zéro indiquent des étoiles de couleur très similaire. Un Δ positif (B-V) indique que la variable est rougeâtre par rapport à la comparaison. Le contraste des couleurs peut être exprimé à la fois en termes de magnitudes standard, B & V, ou de grandeurs instrumentales, b & v. Ces deux valeurs de contraste sont généralement très proches, mais elles ne sont pas identiques et ont des utilisations différentes.

3.5.4. Extinction de second ordre dans la bande B

Dans la partie bleue du spectre, l'extinction augmente rapidement à mesure que la longueur d'onde diminue. En B, nous voyons un effet causé par des niveaux d'extinction mesurables différents dans la bande passante. À l'extrémité de la longueur d'onde bleue, la lumière subira plus d'atténuation qu'à la fin de la longueur rouge.



Cela signifie qu'à une altitude donnée, une étoile avec un excès de lumière bleue subira plus d'extinction qu'une étoile avec un excès de lumière rouge. Si notre variable et notre comparaison ont des indices de couleurs différents, cela affectera nos résultats. L'extinction de second ordre est quantifiée en $k''B \cdot X \cdot (b-v)$. La correction différentielle peut être approchée comme $k''B \cdot X_{\text{mean}} \cdot \Delta(b-v)^{16}$, où le premier terme est le coefficient d'extinction du second ordre, et le second est la moyenne des valeurs des masses d'air de la variable et de l'étoile de comparaison. Cette valeur est soustraite de la magnitude instrumentale. Ici, nous utilisons le contraste des couleurs

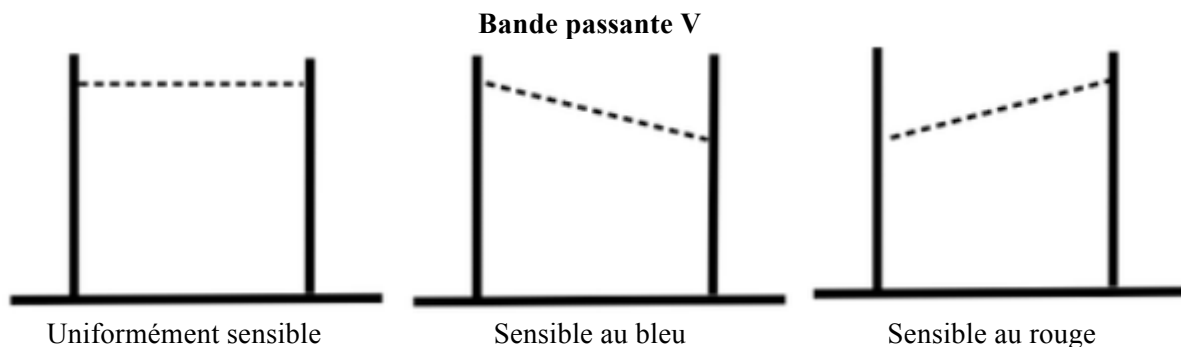
¹⁶ Suppose que les deux étoiles sont relativement proches l'une de l'autre.

instrumentales, plutôt que le contraste standard. C'est parce que le processus de mesure de k'' a lieu dans des magnitudes instrumentales.

Les valeurs k''_B communes résident dans la gamme -0,02 à -0,04, selon les livres, mais j'ai vu -0.052 dans mon propre instrument. L'extinction du second ordre peut être substantielle. Par exemple, si $k''_B = -0,03$, $X_{\text{mean}} = 1,5$, et $\Delta(b-v) = 0,500$, la correction sera +0,022. L'extinction du second ordre dans V, R, et I est négligeable, et en U est nulle (la bande U est son propre monde étrange).

3.5.5. Transformation

Aucune combinaison d'oscilloscope / filtre / capteur n'est identique. En particulier, chaque système a une sensibilité différente à la couleur dans le spectre d'une bande passante donnée. Par conséquent, vos résultats instrumentaux pour une étoile seront différents de ceux de tous les autres. À titre d'exemple, considérons les sensibilités spectrales (exagérées) illustrées ci-dessous. A gauche est un système avec une sensibilité spectrale uniforme ; au centre, un système avec plus de sensibilité à l'extrémité bleue de la bande passante V ; à droite, un système avec plus de sensibilité dans le rouge. En général, les mesures effectuées par ces systèmes ne seront pas d'accord. La transformation ajuste votre instrument au "système standard", dont les points de données sont comparables pour tous les observateurs.



Pour effectuer la transformation dans les bandes V et B, nous avons besoin de coefficients ϵ_v et ϵ_b , connus sous le nom de "epsilon-V" et "epsilon-B"¹⁷. L'ajustement de la transformation est $\epsilon \cdot \Delta(B-V)$, une valeur ajoutée à la magnitude instrumentale. Pour un SSP3, ϵ_v a tendance à être autour de -0,05 (bien que j'ai vu beaucoup plus bas). Ainsi, pour $\Delta(B-V) = 0,500$, l'ajustement de la transformation est de -0,025.

Pour une réflexion, imaginez que j'ai le système sensible au bleu. D'abord, considérez que ma variable et l'étoile de comparaison ont le même B-V. Cela signifie qu'ils sont également affectés par ma réponse de couleur non uniforme, donc une comparaison différentielle des deux ne sera pas affectée (la transformation V est $\epsilon_v \cdot 0$). Considérons maintenant ma variable comme étant plus bleue que la comparaison, de sorte que $\Delta(B-V) < 0$. Mon étoile de comparaison a un excès comparatif de rouge, et cette lumière rouge souffrira dans ma courbe de réponse, en faisant apparaître l'étoile de comparaison plus faible par rapport à la variable. Si mon étoile de comparaison est faible, cela rend la variable plus brillante qu'elle ne l'est en réalité. Avec les

¹⁷ Je vais sauter le coefficient "mu" (μ) utilisé pour transformer l'indice de couleur B-V.

valeurs de contraste et ε_V toutes deux inférieures à zéro, la valeur de transformation ajoutée à la magnitude instrumentale sera positive, rendant la magnitude standard de la variable plus faible.

Notez que l'ancien filtre Optec R ne se transforme pas bien dans le système standard et que le filtre U ne se transforme pas du tout.

3.5.6. Formules complètes de réduction de la magnitude

Nous pouvons maintenant énoncer la formule pour convertir les magnitudes instrumentales en magnitudes standard.

magnitude standard = magnitude instrumentale - extinction (s) + transformation

$$V = v - k'_v \times \Delta X + \varepsilon_v \times \Delta(B - V)$$

$$B = b - k'_v \times \Delta X - k''_B \times X_{mean} \times \Delta(b - v) + \varepsilon_B \times \Delta(B - V)$$

3.5.7. Réduction de masse d'air

Ci-dessous, voici mes procédures Python pour calculer la masse d'air. Tous les angles (ascension droite, déclinaison, latitude) sont en radians. Les temps universels sont en minutes [0..1439], les fractions de TU sont [0,1].

```
# compute airmass from RA, Dec, location, and UT
def computeAirmass(ra, dec, julianDate, ut, longitude, latitude):
    # get sidereal time
    siderealTime = localSiderealTime(longitude,
    julianDate, ut/1440.0)

    # sidereal angle
    siderealHourAngle = siderealTime * 15.0 * degRad

    # compute hour angle
    meanHourAngle = siderealHourAngle - ra

    # sin of altitude
    sinAltitude =(math.sin(latitude)*math.sin(dec)) + \
    (math.cos(latitude)*math.cos(dec) * \
    math.cos(meanHourAngle))

    return sinAltitudeToAirmass(sinAltitude)

# compute local sidereal time
def localSiderealTime(longitude, julianDate, utDayFraction):

    # Oliver Montebruck's Practical Ephemeris Calculations (Springer Verlag 1987).
    # Greenwich Mean Sidereal Time (GMST) is the local sidereal time at
    # longitude 0.
```

```

# GMST(in hours) = 6.656306 + 0.0657098242*(JD0-2445700.5) + 1.0027379093*UT

# where JD0 is the Julian date at UT=0 (note JD0 will always end in .5 --
# Julian days begin and end at UT noon).

# The conversion to local sidereal time:
# LST = MOD [(GMST - (degrees west of Greenwich)*(24/360)),24]

greenwichST = 6.656306 + 0.0657098242*(julianDate-2445700) + \
    1.0027379094*(utDayFraction*24)

siderealTime = greenwichST + (longitude/twoPi)*24

# if we go over 24 hours, reduce to [0-23]
if (siderealTime >= 24.0):
    siderealTime -= int(siderealTime/24.0)*24

return siderealTime

# compute airmass from sine of altitude
def sinAltitudeToAirmass(sinAltitude):
    secant = 1/sinAltitude
    return secant - 0.0018167*(secant - 1) - 0.002875*(secant - 1)*(secant - 1) - \
        0.0008083*(secant - 1)*(secant - 1)*(secant - 1)

```

3.5.8. Temps d'observation

Lorsque nous signalons une heure pour l'ensemble de l'observation, qui a duré plusieurs minutes, nous choisissons généralement l'heure de la deuxième déflexion de la variable. C'est le "milieu" de la séquence (sans compter l'étoile de contrôle). Alternativement, on pourrait utiliser les temps moyens des première et quatrième déviation de comparaison. Compte tenu de notre faible résolution temporelle, la valeur exacte n'est pas un gros problème. Cependant, vous devez enregistrer vos temps de déflexion individuels à des points cohérents : par exemple : au début de la première intégration ou à la fin de la dernière intégration.

3.5.9. Métadonnées (données sur les données)

Comment les métadonnées affectent-elles la réduction de vos résultats ? Elles ne le font pas, mais elles sont importantes quand quelqu'un arrive plus tard et essaie d'évaluer vos données. Les métadonnées aident aussi les observateurs à détecter les problèmes dans leurs propres réductions (*Oups, mauvais coefficient d'extinction ...*). Les enregistrements d'observation dans l'archive AAVSO contiennent des champs pour une quantité limitée de métadonnées, nous devons donc encoder toute information supplémentaire dans la section "notes". Le format recommandé est <mot-clé> = <valeur>, avec ces paires séparées par le caractère de pipe Unix, '|'. Nous évitons d'utiliser des apostrophes et des guillemets, ce qui complique l'analyse des commentaires avec des shellscripts. Le défi avec les métadonnées est d'inclure suffisamment sans aller trop loin. Une norme pour le PEP est encore en préparation, donc nous n'essaierons pas de la définir ici (regardez les pages web). Cependant, nous regardons des contenus comme ceci :

| | |
|---------|---|
| SCOPE | Le tube optique utilisé |
| SENSOR | Le photomètre utilisé |
| LOC | Longitude/latitude de l'observateur |
| INDEX | Indice de couleur de la réduction |
| K_B | Coefficient d'extinction du premier ordre (ici, dans la bande B) |
| KK_BV | Coefficient d'extinction du second ordre |
| TB_BV | Coefficient de transformation |
| CREFMAG | Magnitude de l'étoile de comparaison |
| PROG | Programme de réduction |
| DELTA | Contraste de couleur standard entre la variable et l'étoile de comparaison |
| COMMENT | Commentaires de l'observateur, si approprié (espaces permis, délimiter les commentaires multiples avec ';') |

La section de notes d'exemples serait :

```
SCOPE=10IN_SCT | SENSOR=SSP3 | LOC=44.1N/131.4W | INDEX=BV | K_B=0.35 |
KK_BV=-0.03 | TB_BV=0.01 | DELTA=0.317 | CREFMAG=7.22 | PROG=TJC_PEP_5.0 |
COMMENT=POOR SEEING ; HUMID
```

3.5.10. Étoiles de référence

Si vous observez les étoiles du programme PEP, les étoiles de comparaison et de vérification sont spécifiées dans un fichier sur notre site Web¹⁸. Les grandeurs de référence V pour les étoiles de comparaison et de vérification sont données dans le fichier, et B-V sont données pour la variable et l'étoile de comparaison. Si vous développez d'autres bandes de filtres ou d'autres étoiles, vous avez besoin d'une source fiable de magnitudes. Dans le cas de la bande B, nous pouvons calculer la magnitude de l'étoile de comparaison B à partir des informations contenues dans la base de données. On nous donne V et B-V, donc la magnitude B est $(B-V) + V$.

Au-delà de la bande B, nous devons chercher ailleurs des données de référence. Il convient de souligner qu'il n'y a pas de documentation sur l'origine réelle de la base de données. Lorsque nous apportons plus de magnitudes d'étoiles dans l'écosystème PEP, nous devons faire attention à leurs origines. Une source d'information pratique est le site Web SIMBAD (Annexe C), mais je ne l'utilise que pour des demandes occasionnelles concernant les magnitudes. Le catalogue général des données photométriques (Appendice C) est un choix bien meilleur, à partir duquel la plupart des grandeurs du programme PEP semblent avoir été tracées. Le contenu du GCPD a été soumis à un processus de validation qui semble raisonnablement complet et cohérent. Un inconvénient est que l'index ne fonctionne qu'avec les désignations HR et HD, et non les numéros SAO, qui sont communs dans la base de données PEP. Je pense que nous devrions éviter d'introduire de nouveaux identificateurs SAO dans le mélange.

Les magnitudes sont également disponibles via le traceur d'étoiles variables de l'AAVSO (VSP, Annexe B). Lorsque cet outil est utilisé pour générer une table d'étoiles de comparaison potentielles, il génère un identificateur pour la table, de sorte qu'il peut être récupéré dans le futur. Cet identifiant doit être noté dans les rapports de magnitude. Lorsque PEPObs soumet un rapport, il utilise "PEP" comme identifiant de graphique pour indiquer que les amplitudes de la

¹⁸ <https://www.aavso.org/pep-starparm>

base de données PEP ont été utilisées¹⁹. Les magnitudes de comparaison VSP sont tracées à partir de diverses sources, dont certaines ne sont pas de haute précision.

En règle générale, nous voulons tracer des magnitudes dans toutes les bandes de la même source pour une comparaison donnée, et nous voulons que l'indice de couleur, soit B-V ou V-I, etc., celui de la comparaison proche de la variable, de manière à minimiser les problèmes de transformation. Si vous utilisez une amplitude de comparaison non reliée à un ID de graphique, vous *devez* inclure cette magnitude dans les métadonnées. En ce qui concerne les coordonnées des étoiles, je voudrais proposer de limiter la précision de l'ascension droite au dixième de seconde et celle de la déclinaison à la seconde d'arc (ex: 13h 42m 20.5s, 33° 15' 42"). Les chiffres supplémentaires, bien que répandus dans la base de données PEP, n'ont aucune valeur pratique.

¹⁹ Pour les téléchargements WebObs, nous pouvons utiliser la désignation "PEP" pour le graphique lorsque nous travaillons en B et V.

3.5.11. Format de fichier de données AAVSO

Si vous réduisez vos propres données, vous devrez produire un fichier de texte standard AAVSO qui peut être téléchargé via WebObs. La définition du format est disponible sur <https://www.aavso.org/aavso-extended-file-format>. Un extrait rapide est donné ci-dessous :

```
# TYPE = EXTENDED
# OBSCODE = TST01
# SOFTWARE = GCX 2.0
# DELIM =,
# DATE = JD
# OBSTYPE = CCD
# NAME, DATE, MAG, MERR, FILT, TRANS, MTYPE, CNAME, CMAG, KNAME, KMAG, AMASS, GROUP, CHART,
NOTES
SS CYG, 2450702.1234,11.235,0.003, B, NO, STD, 105,10.593,110,11.090, 1,561, 1,070613, na
SS CYG, 2450702,1254,11,135,0.003, V, NO, STD, 105,10,594,110,10,994,1,563,0,070613, na
SS CYG, 2450702,1274,11,035,0.003, R, NO, STD, 105,10,594,110,10,896, 1,564, 1,070613, na
```

Lisez attentivement la définition du fichier. La comparaison et la vérification des magnitudes des étoiles sont *instrumentales*, pas standard. Lorsque vous discutez avec vos collègues, vous parlez "standard", mais utilisez instrumental dans le fichier. Si vous utilisez des magnitudes de référence de la base de données PEP, le graphique sera "PEP". La définition de TRANS est périmée (nous n'utilisons pas les champs de Landolt). Mettez "OUI" si vous transformez. Je ne vais pas entrer dans la façon de calculer la Date Julienne Héliocentrique (HJD) - nous n'en avons pas vraiment besoin. Voici un exemple de mon propre rapport pour rho Cas :

```
#TYPE=Extended
#OBSCODE=CTOA
#SOFTWARE=TJC_PEP_5.0
#DELIM=,
#DATE=JD
#OBSTYPE=PEP #NAME, DATE, MAG, MERR, FILT, TRANS, MTYPE, CNAME, CMAG, KNAME, KMAG, AMASS,
GROUP, CHART, NOTES
RHO CAS, 2457646.8222, 5.704, 0.002, B, YES, STD, SAO 35761, -4.447, SAO 35763, -4.441, 1.03, NA, PEP, |
SCOPE=9.25in_SCT|
SENSOR=SSP5 | LOC=44.1N/121.3W|INDEX=BV|DELTA=-0.409| K_B=0.26| KK_BV=0.031| TB_BV=0.012|
CREFMAG=7.163| PROG=TJC_PEP_5.0|
RHO CAS, 2457646.8229, 4.463, 0.006, V, YES, STD, SAO 35761, -5.895, SAO 35763, -5.893, 1.03, NA, PEP, |
SCOPE=9.25in_SCT|
SENSOR=SSP5| LOC=44.1N/121.3W| INDEX=BV| DELTA=-0.409| K_V=0.13|TV_BV=-0.06| CREFMAG=5.513|
PROG=TJC_PEP_5.0|
```


Chapitre 4 - Digression rapide sur les statistiques

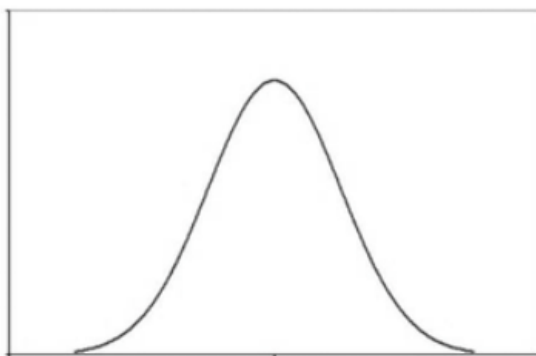
4.1. Précision

Aucune mesure n'est exacte. La blague au sujet de l'astronomie est que les observations qui sont en accord avec un facteur de deux de la théorie se portent bien. En photométrie, nous pouvons faire mieux que cela, mais nous devons y travailler. Les mesures sont affectées par des problèmes aléatoires et systématiques. Nous appelons ces erreurs des problèmes. Une erreur systématique est introduite lorsque :

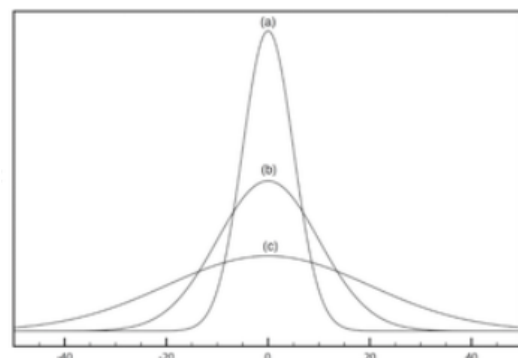
- Nous avons de la rosée sur l'optique
- Nos suivis dérapent
- Les comptages sont mal enregistrés
- Nous utilisons la mauvaise étoile de comparaison
- L'heure ou la date notées sont incorrectes

et une douzaine d'autres choses. Nous nous efforçons d'éliminer les erreurs systématiques par de bonnes habitudes et d'utiliser l'équipement avec vigilance. Les erreurs aléatoires ne peuvent pas être éliminées, mais les techniques statistiques nous permettent de les gérer.

Lorsque nous mesurons trois fois la magnitude d'une étoile, nous avons *échantillonné* sa magnitude trois fois. Quel est le caractère de cet échantillon ? Nous modélisons nos mesures comme une distribution normale ou gaussienne autour de la "vraie" magnitude de l'étoile. La distribution normale est illustrée ci-dessous :



Images : cpp.edu



chemwiki.ucdvis.edu

Si la mesure vraie est au centre, on peut s'attendre à ce que les mesures réelles soient réparties autour de cette mesure proportionnellement à la hauteur de la courbe (à gauche). Les distributions normales peuvent avoir différents niveaux de dispersion (à droite). Une distribution normale est caractérisée par sa norme d'écart, σ ("sigma"). Dans le diagramme de droite, la grande courbe a un petit σ , alors que la courbe du squat a un σ important. Si nous faisons une courbe de distribution pour les hauteurs d'une collection de 100 hommes - une

distribution censée être gaussienne - nous pourrions mesurer tous les individus et calculer le σ de ce groupe comme suit :

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_n (h_i - h_{mean})^2}{n}}$$

où h_{mean} est la hauteur moyenne, et les valeurs h_i sont les hauteurs des individus

Nous pourrions également estimer le σ en ne mesurant que certains individus. Dans ce cas, la formule devient :

$$\sigma_{est} = \sqrt{\frac{\sum_k (h_i - h_{mean})^2}{k - 1}}$$

où $k < n$, et h_{mean} est la moyenne de k mesures uniquement.

Nous divisons par $k-1$ car l'estimation basée sur k est probablement trop petite. Lorsque k croît, la différence entre k et $k-1$ se rétrécit, ce qui est logique puisque la taille de notre sous-ensemble de mesures se rapproche de celle de l'ensemble de la collection. Nos trois échantillons d'une magnitude d'étoile sont considérés comme une estimation d'une collection théoriquement infinie de mesures possibles. La précision de notre mesure combinée est donnée en divisant l'estimation de σ par la racine carrée du nombre d'échantillons. Cette valeur est l'écart type de la moyenne (SDOM) :

$$\sigma_{mean} = \sqrt{\frac{\sum_n (h_i - h_{mean})^2}{n \times (n - 1)}}$$

Cette formule est étroitement liée à celle de *l'erreur standard*, et lorsque n devient grand, les formules convergent. C'est l'erreur ou l'incertitude que nous rapportons avec nos observations. Nous nous attendons à une chance de 68% que la vraie grandeur soit dans +/- SDOM de notre valeur mesurée. Cette estimation "1- σ " n'est donc pas très bonne. Si nous doublons le SDOM, nous avons une estimation de 2 σ qui a 95% de chances de succès. Dans l'intérêt de la divulgation complète, la distribution normale n'est qu'un modèle pour nos mesures. Cela ne s'applique vraiment que s'ils sont complètement indépendants, et que les nôtres ne le sont pas. Pourquoi ? Chaque amplitude différentielle est basée sur deux déviations d'étoile de comparaison. La déviation de comparaison "après" pour le premier échantillon variable est réutilisée comme la définition "avant" pour calculer le deuxième échantillon variable. En outre, toute statistique calculée sur seulement trois points ne peut pas être extrêmement robuste.

En revanche, les photométristes à comptage de photons, y compris les observateurs CCD, fondent leur précision sur la distribution de *Poisson*. Vous les entendrez parler des rapports *signal / bruit* (S / N). Un S / N de 100 signifie une précision de 1- σ de 0,01 magnitude. En général, leur précision est 1 / (S / N). Il est également vrai que leurs données ne sont pas strictement de Poisson. Nous, comme eux, travaillons avec des modèles de réalité, parce que les modèles sont mathématiquement traitables.

NB : vous pouvez voir des références de "photométrie à un pour cent." C'est la photométrie au niveau de 0,01 magnitudes. Nous aimons pousser le PEP à 0.001!

4.2. Ajustement

Le calcul de l'incertitude nous donne une idée de l'interprétation d'une seule mesure, mais nous devons parfois évaluer des groupes de mesures, comme lors de l'établissement de coefficients d'extinction ou de transformation. Comment pouvons-nous faire face aux erreurs combinées dans une collection de points ? Cette question a été résolue dans le cadre du premier projet de cartographie de haute qualité jamais entrepris : l'enquête de la France dans les années qui ont suivi la révolution. Le système métrique était alors établi, et la longueur du mètre dépendait de la circonférence de la terre. A l'époque, le matériel d'arpentage mécanique avait atteint un nouveau niveau de sophistication, mais les scientifiques chargés de réduire les données d'enquête savaient qu'il y aurait encore des erreurs aléatoires importantes. En particulier, les points de données bidimensionnels qui devaient se trouver sur une ligne parfaitement droite ne l'étaient pas. Comment la véritable équation de la ligne a-t-elle été déterminée à partir des données bruitées ? La solution proposée par Adrien-Marie Legendre en 1805 était celle de *l'ajustement par les moindres carrés*.

Une ligne est déterminée par deux paramètres, une pente, m et une ordonnée à l'origine, b ($y = m \cdot x + b$). Pour une ligne hypothétique, la "qualité" de sa correspondance avec les données serait exprimée comme la somme des carrés des distances y à chaque point de cette ligne. Donc, si nous avons n points de la forme (x_i, y_i) , la somme des distances au carré de notre ligne hypothétique serait :

$$\sum_n (y_i - (m \cdot x_i + b))^2$$

Si nous pouvons sélectionner m et b afin que cette somme soit minimisée, nous aurons "ajusté" la meilleure ligne aux données. Avec l'aide d'un peu de calcul, c'est facile à faire, et n'importe quelle calculatrice avec les fonctions de régression linéaire le fera. Dans les tableurs, il s'agit d'une "ligne de tendance" linéaire. On peut également l'appeler la *meilleure ligne droite d'ajustement* (BFSL).

4.3. Moyenne pondérée

Si l'on veut calculer la moyenne des mesures multiples de la même quantité, on voudra attribuer le plus de "poids" aux mesures ayant de faibles incertitudes. Par exemple, il est préférable de déterminer nos epsilons en fonction de plus d'une nuit de données, et chaque réduction de nuit possède sa propre erreur associée. Pour une collection de n paires (valeur, erreur), les calculs sont :

$$\text{Moyenne pondérée} = \frac{\sum_n (val_i / err_i^2)}{\sum_n (1 / err_i^2)}$$

$$\text{Erreur pondérée} = 1 / \sqrt{\sum_n (1 / err_i^2)}$$

Chapitre 5 - Étalonnage

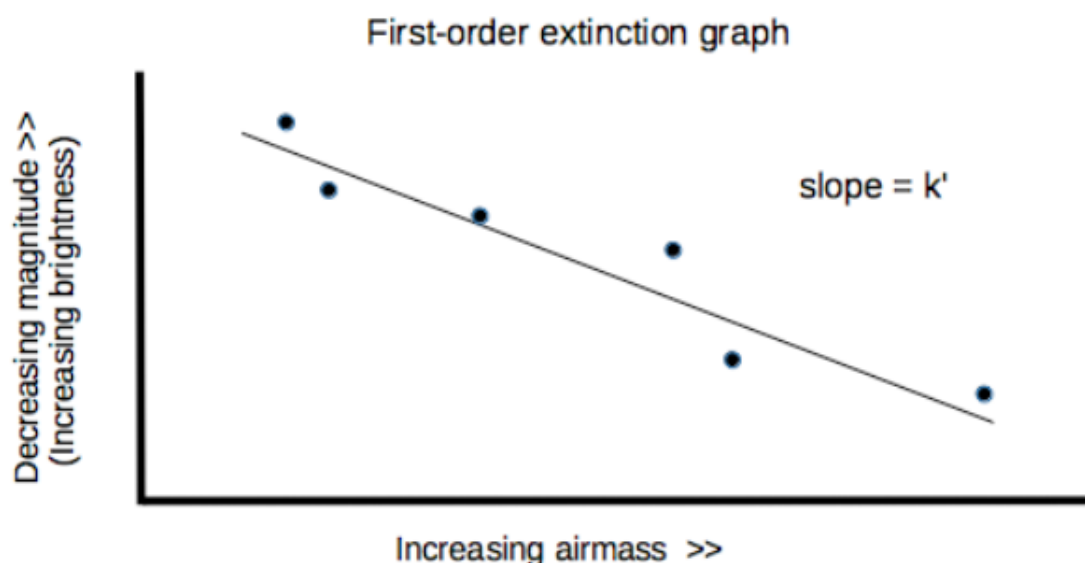
Après avoir introduit les facteurs nécessaires pour réduire nos données, nous pouvons détailler les observations d'étalonnage. Celles-ci sont effectuées pour établir des coefficients pour l'extinction de premier ordre, l'extinction de second ordre et la transformation.

5.1. Extinction du premier ordre

Il y a trois sources pour k' :

1. Suivre la magnitude instrumentale d'une étoile sur une gamme de masse d'air pendant la nuit.
2. Pour plusieurs étoiles standard à différentes masses d'air, comparez les grandeurs instrumentales à leurs grandeurs standard ("méthode Hardie"). Ceci est fait dans une brève période.
3. Supposez une valeur fixe ou saisonnière.

Pour les méthodes 1 et 2, vous créez un graphique du type ci-dessous.



Si nous sommes dehors pour une longue période d'observation, la méthode à une seule étoile / grande portée peut être pratique. Première chose dans la soirée, vous prendriez des déflexions sur une étoile qui est soit haute dans le ciel, soit basse à l'est. Au cours de la nuit, échantillonnez l'étoile qui change d'altitude, et une fois de plus avant de terminer. Si vous n'observez qu'une partie de la nuit, assurez-vous que l'étoile que vous choisissez pour l'extinction couvrira une gamme d'altitude raisonnable. Idéalement, vous voulez des échantillons - j'aime avoir au moins cinq fois une distribution uniforme des masses d'air. Cela signifie que vous échantillonnez votre étoile d'extinction plus souvent lorsqu'elle est plus basse. Une approximation simple pour la masse d'air est $1 / \sin(\text{altitude})$. Henden et Kaitchuck (voir l'annexe C) fournit des listes d'étoiles d'extinction standard pour les observateurs de l'hémisphère nord et sud. Ce sont des étoiles assez

brillantes avec un indice de couleur B-V proche de 0. Pour réduire les mesures d'extinction, vous tracez les grandeurs instrumentales par rapport à la masse et ajustez une ligne aux points, la pente de la ligne étant k' . Comme les magnitudes *diminuent* à mesure que la luminosité augmente, la pente de la ligne ci-dessus, en magnitudes par unité de masse d'air, est réellement positive.

L'inconvénient de la méthode ci-dessus est qu'il faut prendre des données pendant une période prolongée, et qu'il faut que l'extinction reste assez constante pendant cette période. Pour certains sites d'observation, cette dernière contrainte est un problème important. La plupart des observateurs confrontés à cette difficulté calculent un coefficient séparément pour chaque étoile qu'ils observent, sur la base du changement d'extinction de l'étoile de comparaison pendant la séquence standard. Je n'aime pas cette méthode. La durée de vingt ou trente minutes de la séquence ne placera pas l'étoile de comparaison dans une gamme importante de masses d'air, ce qui entraînera des résultats bruités. On peut argumenter que lorsque l'étoile est haute dans le ciel, l'extinction différentielle sera assez faible, donc le bruit est sans importance, et que quand l'étoile est plus basse, l'influence de la masse d'air augmentera et le bruit diminuera. Je ne suis toujours pas sûr que cette approche soit meilleure que de choisir au hasard une correction d'extinction entre 0 et 4 millièmes de magnitude (en bande V) ou, avec plus de sophistication, de choisir une valeur de 0 à 4 en fonction de la masse d'air différentielle. Dans tous les cas, l'étoile de comparaison a presque certainement un B-V non nul, ce qui introduit la possibilité d'une estimation faussée de l'extinction B de premier ordre.

J'utilise généralement la méthode "Hardie" pour mesurer l'extinction, ce qui prend quinze minutes ou moins. Cela nécessite d'avoir des magnitudes fiables dans deux bandes de filtre pour une sélection d'étoiles qui soient à une altitude variée. J'utilise les étoiles d'extinction de premier ordre H & K. La méthode Hardie est décrite dans Techniques astronomiques, chapitre 8. J'ai des ensembles d'étoiles présélectionnés pour chaque mois de l'année. Si mon parcours d'observation a lieu tôt dans la nuit, je peux utiliser l'ensemble pour le mois précédent, et s'il est très tard, utiliser l'ensemble pour le mois suivant. Si j'observe depuis longtemps, je peux utiliser des séries de deux mois à des moments différents, juste pour vérifier la cohérence pendant la nuit. Avec la méthode Hardie, on ne peut pas simplement représenter les grandeurs instrumentales, car chaque étoile d'extinction est d'une luminosité différente. Au lieu de cela, on trace la différence entre les grandeurs standard et instrumentales ($V-v$) contre la masse d'air. La ligne ajustée, encore une fois, donne le coefficient d'extinction. Indépendamment de la méthode que vous utilisez, il est dangereux d'effectuer le calcul d'ajustement sans générer un tracé et en le regardant réellement. Un point de données aberrant peut fausser les résultats, et il peut être nécessaire de supprimer une ou plusieurs valeurs. Une collection minable de points peut indiquer une extinction instable cette nuit-là. Même un diagramme grossier suffira pour ce contrôle de sécurité.

5.2. Transformation (le moyen le plus simple)

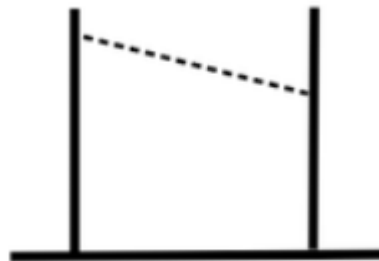
Il existe trois méthodes pour déterminer les epsilons :

1. Paire d'étoiles bleu / rouge
2. All-Sky (étoiles multiples, gamme de couleurs)
3. Groupe (idem)

Les epsilons ne sont généralement établis qu'une fois par an mais de préférence sur la base de plusieurs passages d'observation.

Quel est exactement le but de la transformation ? En photométrie différentielle, nous mesurons la différence de grandeurs instrumentales entre deux étoiles, Δv . Il est peu probable que cette différence corresponde à la différence établie par un photomètre "standard". Dans le système photométrique de Johnson, les résultats de son photomètre *sont* la norme. Sa courbe de réponse, comme la nôtre, n'est pas floue, mais nous utilisons ses résultats comme point d'ancrage pour notre propre travail. La transformation est donc un ajustement de notre Δv de sorte qu'il corresponde au ΔV de Johnson ; ou, de sorte que $\Delta V - (\Delta v + \text{transformation}) = 0$.

Revenons à notre courbe de réponse du photomètre sensible au bleu :



Sensibilité au bleu

Pour établir la transformation V , nous allons mesurer la différence d'amplitude instrumentale entre une étoile bleuâtre et une étoile rougeâtre. $\Delta V - \Delta v$ est le manque (ou l'excès) de différence mesurée, où $\Delta V = V_{\text{bleu}} - V_{\text{rouge}}$, et $\Delta v = v_{\text{bleu}} - v_{\text{rouge}}$. En regardant la courbe de réponse, nous voyons qu'une étoile riche en lumière bleue s'en sortira bien, mais qu'une étoile rouge sombre perdra, en comparaison, une fraction significative de sa brillance. Puisque v_{rouge} sera plus positif (plus faible) qu'il ne devrait l'être, Δv sera trop négatif, et $\Delta V - \Delta v$ sera supérieur à zéro. La transformation, qui est ajoutée à Δv lors de la réduction, doit donc être négative. Pour toute paire d'étoiles donnée, la quantité de transformation dépendra du contraste des couleurs : moins de contraste = moins de transformation. Par conséquent, nous normalisons notre écart / excès mesuré en le divisant par le contraste de couleur, pour nous donner un coefficient de transformation, ϵ_v :

$$\epsilon_v = (\Delta V - \Delta v) / \Delta(B - V) \quad (*)$$

Lorsque nous appliquons la transformation à une combinaison variable / comparaison, la correction est $\varepsilon_V \cdot \Delta(B-V)$.

Cela semble donc simple en pratique : mesurer une paire bleue / rouge. Eh bien, pas si vite – je n'étais pas rigoureux avec la terminologie. Nous avons en fait besoin de mesurer Δv_0 , la magnitude instrumentale corrigée de l'extinction, et non Δv . Chaque fois que nous mettons l'extinction dans le mélange, nous ajoutons une complication qu'il vaut mieux éviter. La solution a été de trouver des paires bleue / rouge très proches les unes des autres. Quand une telle paire est proche du transit, l'extinction des deux étoiles est à peu près la même. Puisque les grandeurs corrigées de l'extinction sont $v_{bleu} - k'_V \cdot X$ et $v_{rouge} - k'_V \cdot X$, la grandeur différentielle corrigée est :

$$(v_{bleu} - k' \cdot X) - (v_{rouge} - k' \cdot X) \quad \text{ou}$$

$$(v_{bleu} - v_{rouge}) - (k' \cdot X - k' \cdot X) \quad \text{ou}$$

$$v_{bleu} - v_{rouge}$$

L'extinction disparaît. Malheureusement, les paires bleue / rouge vives sont difficiles à trouver. Les pages Web AAVSO PEP²⁰ énumèrent un total de 12 dans les deux hémisphères, mais les paires Aquarius et Pegasus ont été dépréciées comme peu fiables, et la paire Andromeda est discutable.

L'observation de transformation d'une paire est une extension de la séquence standard, mais sans étoile de vérification. L'étoile bleue est traitée comme la variable, et le rouge comme la comparaison. Au lieu de trois déflexions d'étoiles variables, nous en prenons sept, encadrés par huit déflexions de comparaison. Le Δv moyen ainsi obtenu est utilisé dans la formule (*). Nous prenons sept déflexions parce que nous voulons que cette mesure soit très fiable, et il est usuel de calculer l'erreur des sept grandeurs différentielles pour quantifier leur consistance. De toute évidence, nous voulons de bons cieux pour cette mesure, mais nous n'avons pas besoin d'une transparence idéale. Ce dont nous avons besoin, c'est d'une transparence *constante* pendant la séquence. La procédure AAVSO appelle à effectuer la séquence dans l'heure de transit pour la paire. Cela minimise l'extinction différentielle. Pour les paires à forte déclinaison, vous pouvez pousser l'enveloppe temporelle.

La formule de ε_B est très similaire à celle de ε_V , ne nécessitant qu'une correction pour l'extinction de second ordre :

$$\varepsilon_B = \left(\Delta B - \Delta b - X \cdot k_B'' \cdot \Delta(B - V) \right) / \Delta(B - V)$$

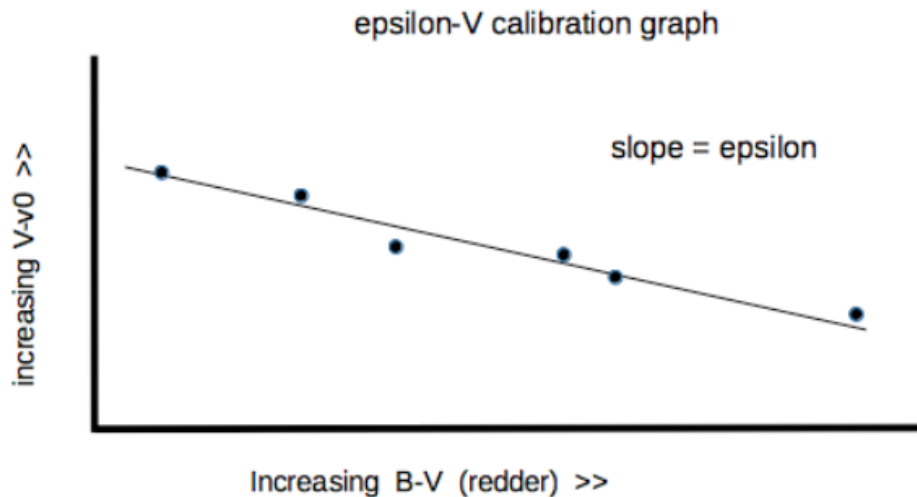
Ce qui signifie que vous devez mesurer l'extinction du second ordre avant de réduire une séquence ε_B (vous pouvez toujours collecter les données ε_B à l'avance). Certaines personnes utilisent une estimation fixe de k_B'' pour contourner ce problème. Une valeur de -0,04 semble commune pour les systèmes Optec.

²⁰ <https://www.aavso.org/obtaining-your-pep-epsilon-v-coefficient>

5.3. Transformation (La partie difficile)

Comme indiqué ci-dessus, les paires bleu / rouge sont difficiles à trouver et un bon calibrage dépend des magnitudes de référence de haute qualité. De plus, nous voulons que $\Delta(B-V)$ soit grand, et nous voulons aussi que Δb et Δv soient grands. Satisfaire toutes ces conditions n'est pas facile. Notre alternative est un étalonnage *All Sky*. Ici, nous échantillons plusieurs étoiles standard d'indices de couleur B-V variables, ce qui nous oblige généralement à faire des mesures sur une grande partie du ciel. Ces mesures doivent être corrigées pour l'extinction de premier ordre, et c'est là que réside la difficulté. Si vos cieux ne sont pas uniformément transparents dans l'espace et dans le temps, une correction d'extinction appropriée peut ne pas être possible.

Un étalonnage All-Sky ou en grappe pour ϵ_v est illustré ci-dessous²¹. Pour les étoiles standard de couleur variable, la différence entre les magnitudes instrumentales standard et celles corrigées par l'extinction est tracée en fonction de leur indice de couleur standard. Ceci mesure l'écart entre les grandeurs standards et instrumentales en fonction de l'indice de couleur, qui doit être linéaire. Epsilon est la pente de la ligne correspondante. Un étalonnage en grappes, qui utilise des étoiles dans un seul groupe ouvert, présente l'avantage de ne pas avoir besoin de la correction d'extinction de premier ordre²², le rendant plus fiable (vous devriez faire cela près du transit, comme les paires rouge / bleu). Le problème est que les étoiles d'étalonnage dans les grappes "standard" sont trop faibles pour le SSP3, sauf si vous avez un très gros télescope monstre.



Dans le cas d'un étalonnage par paire d'étoiles, vous effectuez effectivement l'opération de mise en place ci-dessus avec seulement deux points. Par conséquent, il est important que les grandeurs standard soient très fiables et que les étoiles soient aussi différentes en B-V que possible.

²¹ Pour ϵ_B , l'axe vertical devient B-b0.

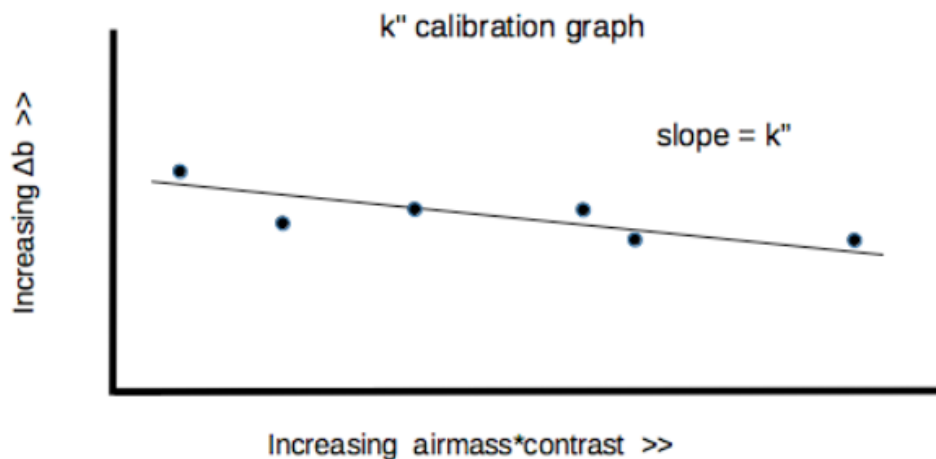
²² La correction de second ordre s'applique encore.

Pour les bandes B et V, nous n'avons vraiment pas besoin d'utiliser cette technique ; les bonnes paires rouge / bleu fonctionnent bien. Pour la bande I, All-Sky est actuellement la seule option (voir l'annexe D).

5.4. Extinction du second ordre

Pour l'étalonnage de l'extinction du second ordre, nous revenons aux paires rouge / bleu. Au lieu d'observer près du transit, nous suivons une paire depuis le haut dans le ciel vers le bas (ou vice versa). A l'instar de l'extinction de premier ordre, nous souhaitons que les observations soient raisonnablement espacées dans la masse d'air et qu'elles couvrent une plage de masse d'air aussi large que possible. Si votre paire transite près d'une masse d'air de 1.0, vous pouvez les échantillonner à $X = 1.2, 1.4, 1.6, 1.8, 2.0$ et 2.2 , qui viendront à des intervalles de temps décroissants (si les étoiles sont en train de se coucher). Votre latitude, la déclinaison de la paire et votre horizon détermineront la plage sur laquelle vous pouvez échantillonner.

Le coefficient est déterminé annuellement en traçant la différence instrumentale B, Δb , par rapport au produit de la masse et du contraste, $X \cdot \Delta(b-v)$. Lorsque la masse d'air augmente, la différence diminue (l'étoile bleue devient plus rouge et l'étoile rouge ne change pas beaucoup). k'' est la pente de la ligne ajustée sur les points de données.



Chapitre 6 - Histoires de guerre

Si vous vous en tenez au domaine de la photométrie, vous finirez par trouver vous-même en essayant de démêler les mystères dans les données d'observation de vous-même et des autres. Je veux au moins aborder certains facteurs qui entrent en jeu dans ces enquêtes. La photométrie différentielle de "débugage" nécessite une réflexion nouvelle sur les problèmes de mesure.

Pour commencer, chaque magnitude réduite est basée sur des mesures de deux étoiles, pas d'une seule. Un problème d'amplitude peut être causé par des problèmes avec l'une ou l'autre mesure, ou les deux. Un problème latent peut être masqué lorsque les erreurs s'annulent, pour apparaître uniquement avec des cibles différentes. Considérons la variable *Var* et la comparaison *Comp*, où *Var* est plus brillante que *Comp*. La grandeur différentielle $\Delta M = M_V - M_C$ sera négative.

| | | | | | | | |
|-----------|-----|-----|-------------|-----|------------|------|------|
| Magnitude | 4.0 | 3.0 | 2.0 | 1.0 | 0.0 | -1.0 | -2.0 |
| | | | | | | | |
| | | | <i>Comp</i> | | <i>Var</i> | | |

$$\Delta M = M_V - M_C = 0.0 - 2.0 = -2.0$$

Si nous faisons une mesure "chaude" de *Var*, une qui est trop brillante, M_V se déplace plus vers la droite sur notre échelle, et ΔM devient plus négatif. Cela rend notre magnitude réduite, $M_C + \Delta M$, plus négative et plus lumineuse. Mais si notre mesure de *Comp* est chaude, le M_C se rapproche de M_V , et ΔM devient moins négatif. Notre magnitude *Var* réduite deviendra plus faible, pas plus lumineuse. Inversement, les mesures "froides" auront des effets opposés. Comme exercice, essayez d'échanger les positions relatives de *Var* et *Comp* sur l'échelle de magnitude.

Qu'est-ce qui pourrait causer une mesure chaude ? Un exemple : En 2014, j'ai commencé à prendre des données sur la bande B pour la première fois. L'une de mes cibles était CH Cygni. Cette étoile était également suivie par Jerry Persha, inventeur des dispositifs SSP. J'ai été alarmé de voir que les magnitudes de mes bandes B étaient d'environ 0,25 plus brillantes que les siennes - une très grande quantité - mais mes magnitudes en V concordait bien. Je réduis mes données avec un programme interne, donc j'ai d'abord supposé qu'il y avait un bug logiciel. Mais je n'ai pas trouvé de problème avec le code de la bande B, et de plus, mes magnitudes d'étoiles de vérification étaient raisonnables. Jerry a utilisé les mêmes filtres Optec que moi, donc les problèmes de filtre ne semblaient pas être une explication, mais il a suggéré que je pourrais avoir une "fuite rouge" dans mon filtre B. Une fuite de filtre permet à la lumière provenant de l'extérieur de la bande passante prévue d'atteindre le capteur. Cela rendra l'étoile plus claire. Une vérification rapide des grandeurs du catalogue de CH Cyg dans des bandes de plus en plus rouges (de gauche à droite) a montré :

| B | V | I | J | H |
|-------------|-------------|--------------|-------------|--------------|
| 8.77 | 7.08 | 5.345 | 0.76 | -0.35 |

(J et H sont en réalité dans le proche infrarouge). L'indice ici est l'énorme différence entre B et J : J est huit magnitudes plus brillante. Si le filtre bleu laissait passer un peu de cette lumière, nous pourrions avoir des problèmes. Mais pourquoi Jerry n'aurait-il pas ce même problème avec son filtre ? La réponse était qu'il avait aussi une fuite, mais son photomètre ne pouvait pas le voir. Jerry utilise un SSP5, le photomètre à base de photomultiplicateur. Le tube photomultiplicateur était insensible à la lumière plus rouge que la bande R. J'avais un SSP3, qui utilise un capteur de photodiode qui, en principe, pourrait détecter la lumière de la bande J. Mais comment le prouver ? La solution consistait en un échange de filtres inventif par Jim Kay entre un SSP3 et un SSP4 proche de l'infrarouge. Le processus en deux étapes a fonctionné comme suit : premièrement, les filtres JH du SSP4 ont été installés dans le SSP3, et le SSP3 a pointé vers une étoile brillante IR. Jim a confirmé que la lumière de la bande J était détectée par le capteur SSP3, même si cette lumière était en dehors de la plage de longueur d'onde nominale de l'appareil. Ensuite, Jim a mis les filtres BV sur le SSP4, et a confirmé qu'il pouvait détecter la lumière à travers le filtre B. La photodiode SSP4 est définitivement non sensible à la bande B, de sorte qu'une IR proche doit avoir traversé cette bande. (Optec a maintenant sorti un nouveau filtre B). Optec n'a jamais vu cette fuite dans les tests de contrôle de qualité, car la gamme de longueurs d'onde auxquelles les filtres B étaient soumis ne s'étendait pas au proche IR. Les observateurs ne l'avaient pas remarqué parce que si peu d'étoiles avaient un tel excès d'IR. Mon étoile de contrôle n'a pas eu l'excès, donc il n'a pas été affecté.

Ce genre d'histoire policière n'est pas rare et illustre le processus de réflexion nécessaire pour expliquer les lectures aberrantes - en particulier le besoin de penser à votre installation de photométrie comme un système de composants en interaction. D'autres histoires de fuite existent dans les livres d'histoire photométriques. Un cas intéressant a eu lieu au cours de Nova Delphinus 2013, où certains observateurs ont obtenu des amplitudes chaudes dans la bande V. Dans le monde PEP, nous utilisons presque exclusivement des filtres Optec, mais les observateurs du CCD achètent leurs filtres à partir de diverses sources. Les filtres de chaque fabricant présenteront des caractéristiques légèrement différentes, ce qui compliquera la difficulté de faire concorder les mesures de chacun. Dans ce cas, les filtres V d'un fournisseur avaient une bande passante qui s'étendait trop loin dans le rouge. Nous n'exigeons pas que tous les filtres aient des seuils identiques - c'est l'une des raisons de la transformation. Mais juste au côté rouge de la bande V est l'emplacement de la ligne d'émission hydrogène-alpha, qui était un radiateur fort dans la nova. La photométrie à large bande ne résiste pas bien aux lignes d'émission. Un filtre V approprié ne passera pas cette ligne, mais les filtres suspects avaient une queue si longue du côté rouge qu'une partie de l' $H\alpha$ se faufilait.

Postface

Au début de la vie du groupe PEP, le Dr John Percy, conseiller scientifique, a écrit quelques mots de sagesse pour les participants. Voici un échantillonnage qui est tout aussi pertinent aujourd'hui :

Choisissez un programme qui correspond à votre équipement, site, capacité et temps disponible.

Efforcez-vous d'obtenir la plus grande précision possible en effectuant vos observations avec soin et en corrigeant soigneusement pour l'extinction, les paramètres de gain et les effets de couleur.

L'acquisition informatique ... des données est acceptable, mais ne remplace pas une observation attentive.

Il y a des avantages définis à travailler avec un groupe sur un programme ou une campagne établie. Vous obtenez plus de commentaires de cette façon.

La photométrie photoélectrique devrait être agréable et satisfaisante. Ne pas oublier ce que le mot "amateur" signifie.

Enfin, ce commentaire a été fait en ce qui concerne le travail en présence de nuages, mais je pense qu'il s'applique à toute la pratique de la photométrie : *Une observation douteuse est pire que pas d'observation du tout.*

Regardez les comptages !

Tom

Annexe A : PEPObs

Les observations traitées sur le site Web de l'AAVSO passent par un programme de réduction appelé PEPObs²³ (<https://www.aavso.org/apps/pepobs>). PEPObs fonctionne de concert avec deux bases de données : un catalogue d'étoiles et des informations sur les observateurs. Le catalogue possède des coordonnées, des magnitudes et des index de couleur pour les variables, les étoiles de comparaison et de vérification. Ces données sont basées sur le fichier "starparm" trouvé sur la page d'accueil du groupe PEP. La base de données des observateurs a la latitude, la longitude et le coefficient de transformation de la bande V pour chaque observateur, ainsi qu'une note sur la façon dont ε_V a été établie.

Les données pour PEPObs sont en fait saisies via une application web, PEPObs, accessible via la page WebObs située dans le menu "Données" de la page d'accueil de l'AAVSO. On vous présente un formulaire dans lequel vous pouvez entrer l'identification des étoiles, la date et l'heure, et les déflexions. La "Double Date" est la paire de dates civiles du soir / du matin pour la nuit en question. Ce champ n'est pas analysé pour le format, c'est juste une note qui peut être utilisée plus tard par le personnel de l'AAVSO s'il y a une question plus tardive concernant la date correcte. Le champ "Commentaire" sera inclus dans l'enregistrement de données stocké pour votre observation. Votre code d'observateur est automatiquement rempli (vous devez être connecté sur le site de l'AAVSO pour soumettre vos données).

Add An Observation

| | |
|--------------------------------|----------------------|
| Obscode | CTOA |
| Star Name: | <input type="text"/> |
| Last Five Digits of JD: | <input type="text"/> |
| Double Date: | <input type="text"/> |
| Comments: | <input type="text"/> |
| Timezone: | <input type="text"/> |

Le formulaire continue ensuite avec une série de lignes chiffrées, chacune ayant un temps, un comptage et un gain.

²³ En fait, PEPObs est juste une interface utilisateur. La véritable réduction est réalisée par un deuxième programme, WebPEP, qui est invisible pour l'utilisateur.

| Time | | Target Deflection | | Gain |
|------|---|-------------------|----|------|
| 4:25 | 3 | 1000 | ▲▼ | 10 |
| 0:00 | 4 | 20 | ▲▼ | 10 |
| 4:27 | 1 | 800 | ▲▼ | 10 |
| 0:00 | 4 | 23 | ▲▼ | 10 |
| 4:28 | 3 | 1004 | ▲▼ | 10 |
| 0:00 | 4 | 21 | ▲▼ | 10 |
| 4:29 | 1 | 799 | ▲▼ | 10 |
| 0:00 | 4 | 18 | ▲▼ | 10 |
| 4:30 | 3 | 1010 | ▲▼ | 10 |
| 0:0 | 4 | 22 | ▲▼ | 10 |
| 4:32 | 1 | 812 | ▲▼ | 10 |
| 0:00 | 4 | 24 | ▲▼ | 10 |
| 4:33 | 3 | 1007 | ▲▼ | 10 |
| 0:00 | 4 | 22 | ▲▼ | 10 |
| 4:35 | 2 | 750 | ▲▼ | 10 |
| 4:36 | 4 | 26 | ▲▼ | 10 |
| 4:37 | 3 | 1002 | ▲▼ | 10 |
| 0:00 | 4 | 25 | ▲▼ | 10 |

Add this observation to the report

Les chiffres se réfèrent à la légende suivante : 3 = déflexion de l'étoiles de comparaison, 4 = déflexion du ciel, 1 = déflexion de la variable, 2 = déflexion de l'étoile de vérification. Les affaiblissements du ciel sont implicitement associés à la déflexion de l'étoile immédiatement précédente et le temps associé à une déflexion du ciel n'est pas utilisé. Le format de l'heure est hh:mm. Les comptages de déflexion sont entrés comme entiers, donc vous arrondissez votre moyenne de trois intégrations.

Lorsque vous "ajoutez" l'observation, certaines vérifications de cohérence sont effectuées et, si elles sont réussies, l'observation est ajoutée à une liste en haut de la page.

Current Report

| Star Name | JD | Magnitude |
|-----------|--------------|-----------|
| ALF ORI | 2457456.6870 | 4.289 |

[Submit this report](#)

Vous pouvez ensuite entrer des données pour plus d'étoiles, ou soumettre ce que vous avez.

Ci-dessous se trouve un algorithme WebPEP simplifié pour la réduction des données d'étoiles variables (et non d'étoiles de vérification). Une étape de prétraitement a déjà calculé des comptes nets pour chaque déviation d'étoile.

// WebPEP Pseudo-Code

```
// Parameters for observation
varStarId= "rho Cas";      // variable
compStarId= "SAO 35761";  // comparison
observer="CTOA";          // photometrist
date=2457455;             // Julian date
float kapV=0.25;          // first-order extinction coefficient

// Data structure for deflections
Struct Deflection
{
    int netCount;          // net counts
    UTime time;           // Universal Time of deflection
}

// Program input: 4 comp deflections + 3 variable, in time-order
Deflection deflections[7];

// Data for processing one comp/var/comp tuple
Deflection compBefore, compAfter, variable;

// Processing variables
float differentialMag          // differential instrumental magnitude
float extraAtmosphericMag     // diff. magnitude above the atmosphere
float standardDifferentialMag; // standard diff. Magnitude (we get 3 of them)
float runningTotal;           // sum of intermediate diff. Magnitudes
float averageDifferentialMagnitude // average of above
float standardMagnitude       // final reduced magnitude

// Observer transformation coefficient
float observerEpsilonV = LookUp_Transformation(observer);

// B minus V color indexes
float compBmV= LookUp_ColorIndex(compStarId);
float variableBmV= LookUp_ColorIndex(varStarId);

// color contrast float deltaBmV = variableBmV - compBmV;

// transformation value
float transformation = deltaBmV*observerEpsilonV;

// deflection loop index
int index=0;

// Processing loop
while index < 7 // Even-numbered deflections are comp, odd are variable
{
    // Extract deflection data
    compBefore= deflections[index];
    variable= deflections[index+1];
    compAfter= deflections[index+2];

    //////////////////////////////////////
    // Compute differential magnitude
```



```

// Start with instrumental magnitudes
beforeMag= -2.5*log(beforeComp.netCounts);
variableMag= -2.5*log(variable.netCounts);
afterMag= -2.5*log(afterComp.netCounts);

// Time-interpolate the two comparison magnitudes to the time of variable deflection
timeSpan= compAfter.time - compBefore.time; // change in time
compMagChange= afterMag - beforeMag; // change in magnitude

// compMagChange divided by timeSpan is the slope of the line segment
// joining the points (beforeTime, beforeMag) and (afterTime, afterMag).
// We interpolate along this line:
// interpolation = beforeMag + slope*(fractionOfTimeSpan)

slope = compMagChange/timeSpan;
variableTimeOffset = variable.time - compBefore.time;

interpolatedCompMag = beforeMag + compMagChange*(variableTimeOffset/timeSpan);

differentialMag = variableMag - interpolatedCompMag;

////////////////////////////////////
// Apply extinction correction.

// Get airmass (X) at time of variable deflection for both stars
compX= ComputeX(compStarId, variable.time, date, observer);
variableX= ComputeX(varStarId, variable.time, date, observer);

differentialX= variableX - compX;
extinctionCorrection= kapV*differentialX;

extraAtmosphericMag = differentialMag - extinctionCorrection;

////////////////////////////////////
// Apply transformation

standardDifferentialMag = extraAtmosphericMag + transformation;

// remember this reduction
runningTotal += standardDifferentialMag;

index = index + 2; // go to next comp/var/comp tuple
}

averageDifferentialMag = runningTotal/3;
standardMag= averageDifferentialMag + LookUp_Vmag(compStar);

return(standardMag);

```

Pour l'étoile de vérification, il n'y a qu'un seul ensemble comp / cible / comp, et WebPEP ne corrige pas la magnitude de l'étoile de vérification pour l'extinction ou la transformation (je ne

sais pas pourquoi). Si vous allez dans l'outil WebObs (décrit ci-dessous) et inspectez un exemple de réduction, vous trouverez :

| <input type="checkbox"/> | Star | JD | Calendar Date | Magnitude | Error | Filter | Observer | Collapse All Expand All |
|--|-------------------|--------------|--------------------|---------------|-------------------------------------|--------|----------|-----------------------------|
| <input type="checkbox"/> Edit Delete | EG AND | 2456536.8201 | 2013 Sep. 01.32010 | 7.146 | 0.003 | V | CTOA | Collapse... |
| Comp Star | Check Star | Transformed | Chart | Comment Codes | Notes | | | |
| SAO 54074 (7.364) | SAO 54147 (7.565) | Yes | PEP | — | PEPHQ; Check: 7.5651; D(B-V)=0.735; | | | |

[L'amplitude que vous voyez ici pour comp est la magnitude du "catalogue". WebObs ne montre que les points forts de l'observation - pour voir l'enregistrement complet vous devez télécharger l'enregistrement de données complet via le transfert de fichiers.]

Il existe des bogues dans WebPEP. Le plus grave est qu'il calcule incorrectement le temps sidéral (en avance de 8 minutes, si je me souviens bien). Un autre : si vous réussissez à collecter des déflexions *très* cohérentes, WebPEP peut signaler une erreur de 0,0 due à l'arrondi. Le programme ne devrait jamais donner une erreur de moins de 0,001 (gardez cela à l'esprit si vous écrivez votre propre programme de réduction).

Annexe B : Autres outils AAVSO

1. WebObs

WebObs offre un accès rapide aux données archivées. Il se trouve dans le menu déroulant "Observing" sur la page d'accueil de l'AAVSO. Les critères de sélection sont assez flexibles : vous pouvez entrer une étoile, un observateur et une plage de dates, et filtrer par type d'observation (visuel, PEP, CCD, etc.). Vous pouvez spécifier une étoile sans observateur (tous les observateurs sont sélectionnés), ou un observateur sans étoile (toutes les étoiles de l'observateur sont sélectionnées).

WebObs Search

Observer Code My Observations

Star

Start Date End Date
Julian Date or YYYY-MM-DD Julian Date or YYYY-MM-DD

Results Per Page*

Observation Types to Show* DSLR Photographic PEP Visual CCD VISDIG

Highlight a Specific Observer

L'exemple de sortie est donné ci-dessous. Notez que pour mes propres observations (CTOA), WebObs me donne la possibilité d'éditer ou de supprimer les enregistrements. WebObs a un défaut exaspérant : si vous donnez le code de l'observateur en minuscules, il vomira et vous demandera de le saisir de nouveau en majuscules.

WebObs Search Results

Showing 34 observations for AC Her from 5 observers between July 21, 2013 and November 1, 2013

Plot a Chart Generate a Light Curve Search VSX

| <input type="checkbox"/> | Star | JD | Calendar Date | Magnitude | Error | Filter | Observer | Collapse All Expand All |
|--------------------------|--------------------|---------------|--------------------|-----------|-------|--------|----------|----------------------------|
| <input type="checkbox"/> | AC HER | 2456565.52169 | 2013 Sep. 30.02169 | 7.469 | 0.006 | V | DMPA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | AC HER | 2456558.58941 | 2013 Sep. 23.08941 | 7.332 | 0.007 | V | DMPA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | AC HER | 2456550.60258 | 2013 Sep. 15.10258 | 7.503 | 0.010 | V | DMPA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | AC HER | 2456538.58684 | 2013 Sep. 03.08684 | 8.051 | 0.013 | V | DMPA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | AC HER | 2456537.59764 | 2013 Sep. 02.09764 | 8.043 | 0.025 | V | KSQ | Details... |
| <input type="checkbox"/> | Edit Delete AC HER | 2456536.7938 | 2013 Sep. 01.29380 | 7.995 | 0.003 | V | CTOA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | AC HER | 2456536.68439 | 2013 Sep. 01.18439 | 7.955 | 0.022 | V | KSQ | Details... |
| <input type="checkbox"/> | Edit Delete AC HER | 2456535.7986 | 2013 Aug. 31.29860 | 7.939 | 0.003 | V | CTOA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | AC HER | 2456535.61084 | 2013 Aug. 31.11084 | 7.893 | 0.012 | V | KSQ | Details... |
| <input type="checkbox"/> | Edit Delete AC HER | 2456534.7384 | 2013 Aug. 30.23840 | 7.884 | 0.002 | V | CTOA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | Edit Delete AC HER | 2456532.7674 | 2013 Aug. 28.26740 | 7.761 | 0.005 | V | CTOA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | Edit Delete AC HER | 2456531.7440 | 2013 Aug. 27.24400 | 7.697 | 0.002 | V | CTOA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | Edit Delete AC HER | 2456530.7437 | 2013 Aug. 26.24370 | 7.643 | 0.001 | V | CTOA | Details... |
| <input type="checkbox"/> | AC HER | 2456529.7750 | 2013 Aug. 25.27500 | 7.582 | 0.005 | V | CCB | Details... |

2. Générateur de Courbe de Lumière (version 1)

Pour voir le tracé des magnitudes, vous utiliserez le Générateur de Courbe de Lumière (LCG), qui se trouve sous l'option "Accès aux Données" du menu déroulant "Données" sur la page d'accueil de l'AAVSO.

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

DO YOU WANT TO LIMIT THE NUMBER OF DAYS PLOTTED?
If so, enter the number of days to look back from today

OR, DO YOU WANT TO PLOT A SPECIFIC DATE RANGE?
If so, enter start and end dates here (JD or MM/DD/YYYY)

START DATE

END DATE (Click For Current Date)

PLOT DATA

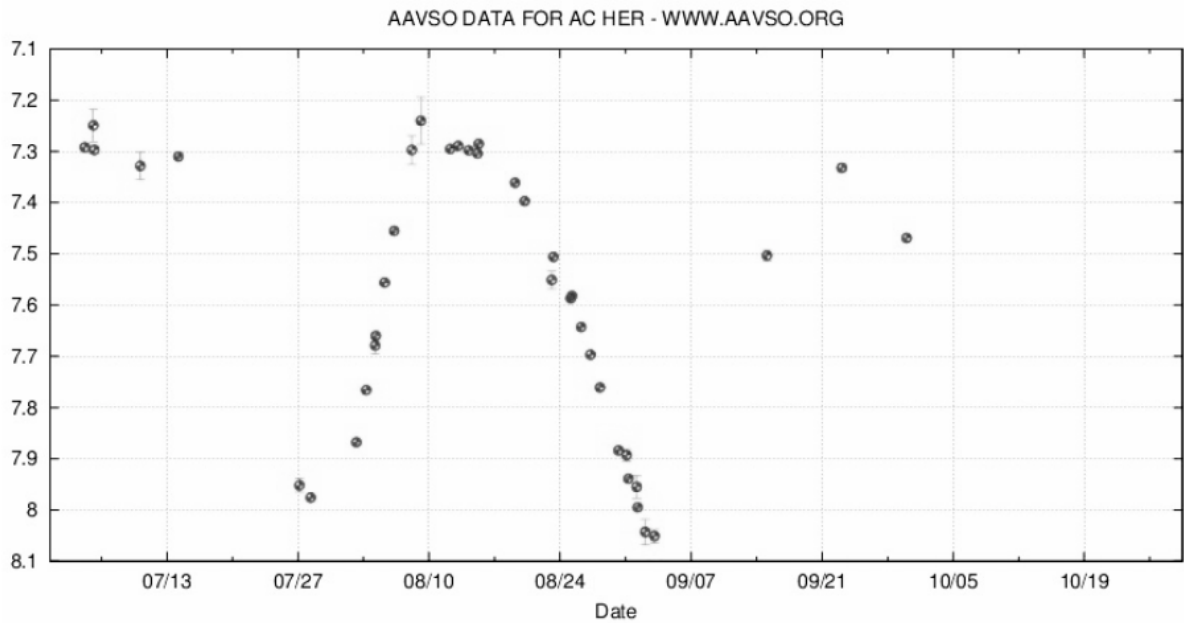
WOULD YOU LIKE TO HIGHLIGHT A PARTICULAR OBSERVER?
If so, enter an observer code here

WHAT TYPE OF MARK SHOULD BE USED FOR HIGHLIGHTING?
 Crosshair **Box**

WHICH TYPES DATA WOULD YOU LIKE TO HAVE PLOTTED?

| | | |
|---------------------------------------|---|---|
| <input type="checkbox"/> Visual | <input type="checkbox"/> R | <input type="checkbox"/> Differential and Step |
| <input type="checkbox"/> U | <input type="checkbox"/> I | <input type="checkbox"/> Fainter than |
| <input type="checkbox"/> B | <input type="checkbox"/> J | <input type="checkbox"/> Discrepant |
| <input checked="" type="checkbox"/> V | <input type="checkbox"/> H | <input type="checkbox"/> Unvalidated |
| <input type="checkbox"/> Tri-R | <input type="checkbox"/> Tri-G | <input type="checkbox"/> Tri-B |
| <input type="checkbox"/> Unknown | <input type="checkbox"/> Unfiltered w/V zero pt | <input type="checkbox"/> Unfiltered w/R zero pt |

Notez les différences entre WebObs et LCG : LCG permet le filtrage par bande photométrique, ce qui n'est pas le cas de WebObs. LCG ne permet pas le filtrage par technologie de capteur (PEP, CCD, photographique), contrairement à WebObs. Enfin, LCG et WebObs utilisent différents formats pour les dates civiles. Lorsque vous entrez pour la première fois dans LCG, les paramètres sont définis pour une courbe de 200 jours se terminant au JD actuel. Le JD "actuel" ne se met pas automatiquement à jour pour les demandes de courbes ultérieures. Si vous revenez à la page LCG le jour suivant et que vous faites un autre tracé, vous ne verrez pas les observations de la veille. Si vos grandeurs de la nuit dernière n'apparaissent pas dans la courbe, c'est peut-être la raison. Cliquez sur "Date de fin" pour obtenir le dernier JD.



Le tracé est accompagné par une liste des observateurs qui y ont contribué.

3. Calculatrice JD

Il existe un utilitaire pratique pour traduire vers / depuis la date julienne. Il se trouve dans le menu déroulant "Observing" de la page d'accueil de l'AAVSO.

To convert from JD to calendar date enter the Julian Date below:

JD:

To convert from UT to JD enter the time in UT:

| | | |
|---|---|---|
| Year | Month | Day |
| <input style="width: 50px;" type="text"/> | <input style="width: 50px;" type="text" value="January"/> | <input style="width: 50px;" type="text" value="1"/> |
| Hour | Min | Sec |
| <input style="width: 50px;" type="text"/> | <input style="width: 50px;" type="text"/> | <input style="width: 50px;" type="text"/> |

4. VSP

Le Variable Star Plotter génère des tableaux et des tables de photométrie. Avec un télescope GOTO, vous n'aurez pas grand besoin de la première, mais nous voulons parfois une table d'étoiles de comparaison "approuvées". Un exemple de tableau est créé ci-dessous. Malheureusement, il n'y a aucun moyen de traduire les identifiants AAVSO à neuf caractères pour les étoiles en nombres HD ou HR. Si vous utilisez une telle table, gardez une trace du numéro de "séquence" associé, afin qu'il puisse être exactement reconstruit dans le futur.

PLOT A QUICK CHART

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

Required if no coordinates are provided below

RIGHT ASCENSION

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

DECLINATION

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

CHOOSE A PREDEFINED CHART SCALE

C (120arcmin)

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

Résultats partiels de la table de photométrie...

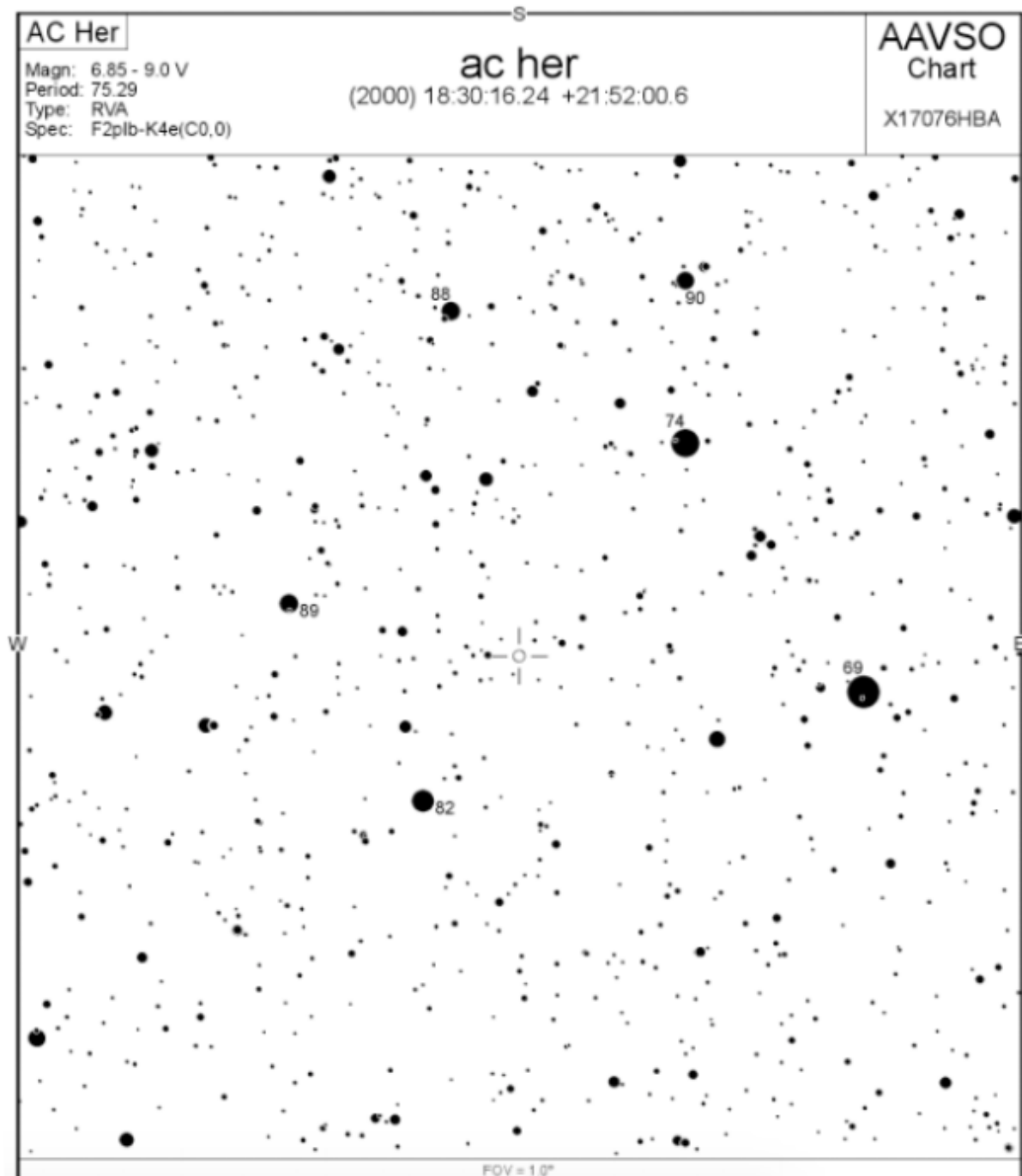
Field photometry for **ac her** from the AAVSO Variable Star Database

Data includes all comparison stars within 1.0° of RA: **18:30:16.24 [277.5676667°]** & Dec: **21:52:00.6 [21.86683333°]**

Report this sequence as **X16073N** in the chart field of your observation report.

| AUID | RA | Dec | Label | V | B-V | Comments |
|-------------|--------------------------------|------------------------------|-------|--------------------------------|------------------|--|
| 000-BJS-873 | 18:31:44.94 [277.93725586°] | 21:54:08.4 [21.90233421°] | 69 | 6.917 (0.032) ¹ | 1.157 (0.057) | BINO_COMP |
| 000-BCC-539 | 18:30:58.98 [277.74575806°] | 21:39:17.0 [21.65472221°] | 74 | 7.404 (0.032) ¹ | 1.057 (0.057) | BINO_COMP,NSV 10958 Do Not Use For CCD |
| 000-BJS-875 | 18:29:51.42 [277.46426392°] | 22:00:40.0 [22.01111031°] | 82 | 8.237 (0.032) ¹ | 0.214 (0.058) | BINO_COMP |
| 000-BKS-256 | 18:33:54.08 [278.4753418°] | 21:49:38.8 [21.82744408°] | 85 | 8.524 (0.020) ¹² | 0.138 (0.031) | BINO_COMP |
| 000-BJS-876 | 18:29:58.73 [277.49472046°] | 21:31:23.5 [21.52319527°] | 88 | 8.810 (0.033) ¹ | 0.111 (0.059) | BINO_COMP |
| 000-BCC-459 | 18:29:17.03 [277.32095337°] | 21:48:52.9 [21.81469345°] | 89 | 8.862 (0.012) ¹⁷ | 1.161 (0.047) | |
| 000-BKS-194 | 18:30:58.88 [277.74533081°] | 21:29:34.2 [21.49283409°] | 90 | 8.989 (0.033) ¹ | 0.511 (0.060) | BINO_COMP |
| 000-BKS-195 | 18:33:33.95 [278.39144897°] | 21:56:40.7 [21.94463921°] | 93 | 9.255 (0.034) ¹ | 0.625 (0.062) | BINO_COMP |

... et également une carte de chercheur



5. VSX

Le Variable Star Index est le catalogue principal des étoiles variables de l'AAVSO. Il se trouve dans le menu déroulant "Variable Stars" sur la page d'accueil de l'AAVSO. Les étoiles sont listées ici en se basant sur des rapports dans la littérature scientifique, et une mise en garde s'impose : certains rapports sont plus fiables que d'autres. Les rapports sont listés sous "Références". Si la seule référence est de l'ère pré-électronique (disons avant 1950), je la considère avec scepticisme. Soyez à l'affût des étoiles de type "variabilité CST" - ce sont des

étoiles autrefois considérées comme variables, mais maintenant considérées comme "constantes"²⁴. Les "liens externes" mènent à une corne d'abondance d'autres informations, y compris les courbes de lumière d'Hipparcos.

Search VSX ?

Special searches Changes in last week... >> Go

Select a Special search above, or enter information in the fields below, then click **Search**.

Name ac her
Examples: SS Cyg, V456 Sgr, NSV 1009
 %And, ASAS %+%, Mis V%
 Search by AUID also available

>> Capture coordinates for object to Position field

Const. --
Filters search results by boundaries of selected constellation

Include **V Variables** **S Suspects**
 N Non-variables

Order by GCVS sequence **Descending**

Click **More** for coordinate-based searches.

More
Clear
Reset
Search

| | | | | | | | | | | | | |
|--|---|------------|--|---------------|---------------------|------------|-----------|-----------|---------|-----------|--|--|
| Name | V AC Her | | | | | | | | | | | |
| AAVSO UID | 000-BCC-490 (40636 observations) | | | | | | | | | | | |
| Constellation | Hercules | | >> Sequence | | | | | | | | | |
| J2000.0 | 18 30 16.24 +21 52 00.6 (277.56767 +21.86683) | | >> Search nearby | | | | | | | | | |
| B1950.0 | 18 28 09.09 +21 49 53.2 | | | | | | | | | | | |
| Galactic coord. | 50.493 +14.241 | | | | | | | | | | | |
| Other names <small>(Internal only)</small> | <i>Please note that aliases shown in grey link to obsolete records.</i> <table style="width: 100%; border: none;"> <tr> <td style="width: 33%;">AAVSO 1826+21</td> <td style="width: 33%; color: grey;">ASAS J183016+2152.0</td> <td style="width: 33%;">BD+21 3459</td> </tr> <tr> <td>HD 170756</td> <td style="color: grey;">HIP 90697</td> <td>HV 3588</td> </tr> <tr> <td>SAO 86134</td> <td></td> <td></td> </tr> </table> | | | AAVSO 1826+21 | ASAS J183016+2152.0 | BD+21 3459 | HD 170756 | HIP 90697 | HV 3588 | SAO 86134 | | |
| AAVSO 1826+21 | ASAS J183016+2152.0 | BD+21 3459 | | | | | | | | | | |
| HD 170756 | HIP 90697 | HV 3588 | | | | | | | | | | |
| SAO 86134 | | | | | | | | | | | | |
| | <small>(Not logged in)</small> >> Add name | | | | | | | | | | | |
| Variability type | RVA | | ? | | | | | | | | | |
| Spectral type | F2plb-K4e(C0,0) | | | | | | | | | | | |
| Mag. range | 6.85 - 9.0 V | | ? | | | | | | | | | |
| Discoverer | -- | | | | | | | | | | | |
| Epoch | 06 Apr 2006 (HJD 2453831.8) | | >> Ephemeris | | | | | | | | | |
| Outburst | -- | | | | | | | | | | | |
| Period | 75.29 d | | | | | | | | | | | |
| Rise/eclipse dur. | -- | | | | | | | | | | | |

²⁴ Ces étoiles peuvent simplement être marquées d'une désignation "N" grise dans la ligne "name" de la sortie VSX, plutôt que du vert "V".

Remarks ?

Some references may be clicked to view in new window. Roll over index number to view submission details.

| | | | |
|---|--------------|---|--|
| 1 | GCVS Team | P var. The Table gives current elements valid since JD2442000. Mean P = 75.4619d [V.P.Zessewitsch, Astron. Tsirk. N128, 1952]. The magnitude in Max varies with Delta(m) = 1.6m [C.Payne-Gaposchkin, V.K.Brenton, S.Gaposchkin, HA 113, N1, 1943]. | |
|---|--------------|---|--|

(Not logged in) >> Add remark

References ?

Click reference title/citation to view in new window. Roll over index number to view submission details.

| | | |
|---|--|--|
| 1 | Beobachtungen veranderlicher Sterne | Trudy Tashkentskoj Astronomicheskoy Observatorii, vol. 1, pp.33-86 |
| 2 | G.Pojmanski, Acta Astronomica 52, 397, 2002. | 2002AcA....52..397P |
| 3 | M.Nakagiri, Y.Yamashita, Tokyo Bull, ser. II, N260, 1979. | 1979JBVS.1565....1N |
| 4 | C.Payne-Gaposchkin, V.K.Brenton, S.Gaposchkin, HA 113, N1, 1943. | 1943AnHar.113....1P |

External Links ?

Links open in a new window. Not all links may be valid for this particular target.

Location > Go Select a Location for more details.

Soyez conscient d'une bizarrerie dans les conventions de nommage. En cherchant "mu Cep" dans le VSX, vous obtiendra MU Cep, pas μ Cep. De même "nu Cep" renvoie NU Cep, pas ν Cep. VSX utilise "miu" pour μ et "niu" pour ν . J'ai vu quelques outils qui utilisent "mu." Et "nu." pour ces désignations.

Annexe C: Références

Publications:

Photoelectric Photometry of Variable Stars, 2nd édition Hall & Genet ; spécialement les chapitres 9-14. Disponible sur le marché de l'occasion ; Willmann-Bell possède encore quelques exemplaires neufs. Assez accessible. Fait couler beaucoup d'encre sur le comptage de pulsations.

Astronomical Photometry, 2nd édition, Henden & Kaitchuck; en particulier les chapitres 4 et les annexes G, H. Plus technique et encore en cours d'impression Comme Hall & Genet, il passe beaucoup de temps à discuter des systèmes de comptage d'impulsions

Software for Photometric Astronomy, Ghedini. Difficile à trouver. Willmann-Bell a encore des exemplaires.

Astronomical Techniques, divers auteurs ; chapitre 8 sur les réductions PEP par Hardie. Épuisé depuis longtemps, mais disponible sur Internet Archive (<http://archive.org>).

Un mot de prudence quand vous commencez à explorer à l'extérieur de ce document : historiquement, les photométristes ont beaucoup travaillé avec V, BV et UB à la place de V, B et U. Cela avait certains avantages, mais exigeait des calculs différents (par exemple : le Coefficient de transformation pour BV est mu (μ), et pour UB est psi (ψ)).

Manuels pour les photomètres OPTEC

SSP3 Generation 1 Technical Manual, Optec (<http://archive.org>)

SSP3 Generation 2 Technical Manual, Optec (<http://optecinc.com/astronomy/catalog/ssp/index.htm>)

SSP5 Generation 2 Technical Manual, Optec (<http://optecinc.com/astronomy/catalog/ssp/index.htm>)

(Je ne peux trouver un manuel pour le SSP5 de 1^{ère} génération)

Sites Web :

<http://obswww.unige.ch/gcpd/indexform.html> General Catalog of Photometric Data (GCPD)). Une des sources en ligne les plus fiables de magnitudes d'étoiles dans le système UBVRI de Johnson.

<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fbasic> catalogue SIMBAD

Contient l'information numérique sur une grande variété d'objets astronomiques avec une interface de recherche flexible.

<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs>

General Catalog of Variable Stars (GCVS)

Contient également le catalogue NSV. Il n'y a pas de numéros GCVS, les étoiles sont spécifiées à l'aide d'identifiants étendus.

<https://www.aavso.org>

AAVSO home page

<https://www.aavso.org/content/aavso-photoelectric-photometry-pep-program> AAVSO PEP page

<https://www.aavso.org/apps/pepobs>

Page de soumission de données AAVSO PEPObs

<https://www.aavso.org/webobs>

AAVSO WebObs data access point (submit/edit/search)

<http://ssqdataq.com>

SSP data reduction software packages

Annexe D : Étalonnage VI

Nous ne disposons pas actuellement d'une source fiable de magnitudes de bande Cousins I pour les paires d'étoiles rouges / bleues, ce qui signifie que nous ne pouvons pas effectuer un calibrage deux étoiles pour VI. Les observateurs de l'hémisphère sud ont accès à une bonne collection d'étoiles avec des grandeurs standard dans les "régions" de Cousins, mais les habitants du Nord ne sont pas aussi chanceux. Brian Skiff a assemblé une liste d'étoiles de l'hémisphère nord pour l'étalonnage VI via la technique All-Sky. Elle n'a pas beaucoup circulé, et je reproduis une version compressée, ci-dessous, d'étoiles plus lumineuses que $V = 7.0$. Nous n'avons pas encore mis ces étoiles à l'épreuve.

| HD | RA (2000) | Dec | V | V-I |
|----------|-----------|----------|-------|--------|
| HD 315 | 0 07 44 | -2 32.9 | 6.440 | -0.101 |
| HD 5612 | 0 57 54 | +13 41.8 | 6.32 | 0.883 |
| HD 7615 | 1 16 28 | +23 35.4 | 6.693 | 0.05 |
| HD 8949 | 1 28 23 | +7 57.7 | 6.205 | 1.049 |
| HD 10476 | 1 42 30 | +20 16.1 | 5.240 | 0.867 |
| HD 11257 | 1 50 52 | +11 02.6 | 5.927 | 0.392 |
| HD 16160 | 2 36 05 | +6 53.2 | 5.801 | 1.063 |
| HD 18145 | 2 54 47 | -0 02.9 | 6.528 | 1.026 |
| HD 18369 | 2 57 10 | +0 26.9 | 6.628 | 0.384 |
| HD 19525 | 3 08 39 | +8 28.3 | 6.286 | 1.017 |
| HD 22211 | 3 34 49 | +6 25.1 | 6.487 | 0.696 |
| HD 23432 | 3 45 54 | +24 33.3 | 5.780 | -0.021 |
| HD 23441 | 3 46 03 | +24 31.7 | 6.446 | 0.027 |
| HD 23841 | 3 48 31 | +9 38.8 | 6.689 | 1.275 |
| HD 25102 | 3 59 40 | +10 19.8 | 6.356 | 0.480 |
| HD 27848 | 4 24 22 | +17 04.7 | 6.962 | 0.517 |
| HD 28406 | 4 29 30 | +17 51.8 | 6.902 | 0.535 |
| HD 29225 | 4 36 41 | +15 52.2 | 6.636 | 0.512 |
| HD 30197 | 4 46 17 | +18 44.1 | 6.01 | 1.153 |
| HD 30545 | 4 48 45 | +3 35.3 | 6.031 | 1.163 |
| HD 31331 | 4 54 51 | +0 28.0 | 5.992 | -0.009 |
| HD 33647 | 5 11 41 | +0 30.9 | 6.67 | -0.026 |
| HD 34317 | 5 16 41 | +1 56.8 | 6.422 | 0.034 |
| HD 35407 | 5 24 36 | +2 21.2 | 6.320 | -0.037 |
| HD 37981 | 5 42 58 | +14 10.7 | 6.731 | 1.09 |
| HD 39632 | 5 54 13 | +10 35.2 | 6.111 | 1.445 |
| HD 40210 | 5 57 25 | +0 01.6 | 6.905 | 0.026 |
| HD 47240 | 6 37 53 | +4 57.4 | 6.152 | 0.234 |
| HD 48099 | 6 41 59 | +6 20.7 | 6.349 | 0.019 |
| HD 84542 | 9 46 10 | +6 42.5 | 5.807 | 1.912 |
| HD 94864 | 10 57 08 | -0 18.7 | 6.877 | 0.493 |
| HD100600 | 11 34 43 | +16 47.8 | 5.948 | -0.044 |
| HD103095 | 11 52 59 | +37 43.1 | 6.427 | 0.897 |
| HD106542 | 12 15 14 | +16 54.4 | 6.819 | 1.12 |
| HD111397 | 12 48 54 | +14 07.4 | 5.70 | 0.025 |
| HD122563 | 14 02 32 | +9 41.2 | 6.196 | 1.095 |
| HD126271 | 14 24 18 | +8 05.1 | 6.189 | 1.185 |
| HD129956 | 14 45 30 | +0 43.0 | 5.685 | 0.007 |
| HD134047 | 15 07 40 | +5 29.9 | 6.166 | 0.938 |
| HD139195 | 15 36 30 | +10 00.6 | 5.265 | 0.920 |
| HD139137 | 15 36 34 | -0 33.7 | 6.509 | 0.843 |
| HD140775 | 15 45 23 | +5 26.8 | 5.578 | 0.033 |
| HD140873 | 15 46 06 | -1 48.3 | 5.393 | -0.009 |
| HD161817 | 17 46 41 | +25 45.0 | 6.982 | 0.26 |
| HD163153 | 17 54 58 | -7 44.0 | 6.926 | 0.76 |
| HD172365 | 18 39 37 | +5 15.9 | 6.375 | 0.851 |
| HD180028 | 19 14 45 | +6 02.9 | 6.934 | 0.940 |
| HD181122 | 19 18 53 | +9 37.1 | 6.311 | 1.042 |
| HD186408 | 19 41 49 | +50 31.5 | 5.980 | 0.698 |
| HD186427 | 19 41 52 | +50 31.1 | 6.235 | 0.706 |
| HD186535 | 19 44 41 | +8 43.6 | 6.419 | 0.932 |
| HD196426 | 20 37 18 | +0 05.8 | 6.206 | -0.005 |
| HD199280 | 20 56 18 | -3 33.7 | 6.566 | -0.009 |
| HD200340 | 21 03 00 | -0 55.5 | 6.498 | -0.008 |
| HD200644 | 21 04 35 | +5 30.2 | 5.593 | 1.645 |
| HD209905 | 22 06 39 | +2 26.4 | 6.496 | -0.025 |

| | | | | |
|----------|----------|----------|-------|--------|
| HD215093 | 22 42 49 | +0 13.9 | 6.969 | 0.376 |
| HD217014 | 22 57 28 | +20 46.1 | 5.455 | 0.699 |
| HD218155 | 23 05 33 | +14 57.6 | 6.783 | 0.00 |
| HD218537 | 23 07 48 | +63 38.0 | 6.25 | -0.005 |
| HD219134 | 23 13 17 | +57 10.1 | 5.57 | 1.062 |
| HD224155 | 23 55 38 | +8 13.4 | 6.818 | 0.005 |

L'étalonnage All-Sky est beaucoup plus laborieux que celui à deux-étoiles, à la fois dans la collecte de données et la réduction. Les étoiles sont potentiellement réparties sur une grande partie du ciel et seront à différentes altitudes, sujettes à différentes quantités d'extinction. Voici un exemple de réduction d'étalonnage All-Sky²⁵. Neuf étoiles différentes ont été échantillonnées, une paire de déflexion (étoile, ciel) dans chaque bande²⁶. Le tableau, ci-dessous, est rempli avec les magnitudes instrumentales, les masses d'air, les magnitudes extra-atmosphériques et les magnitudes V et I standard.

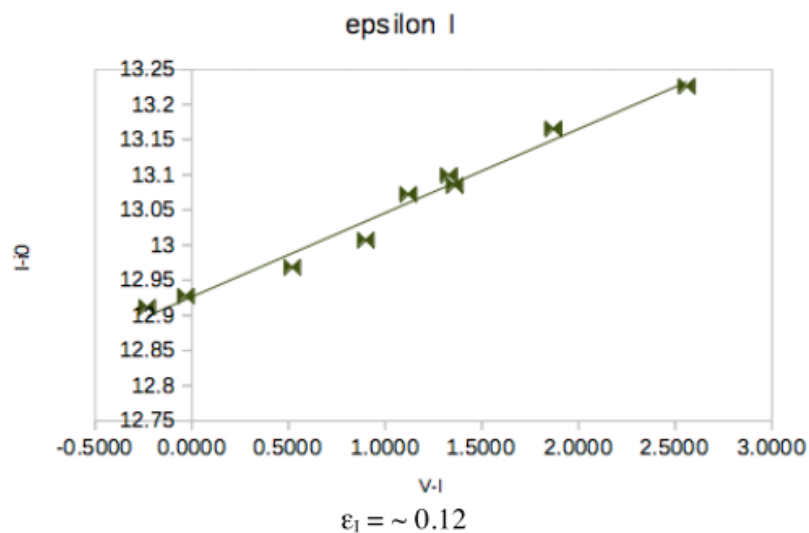
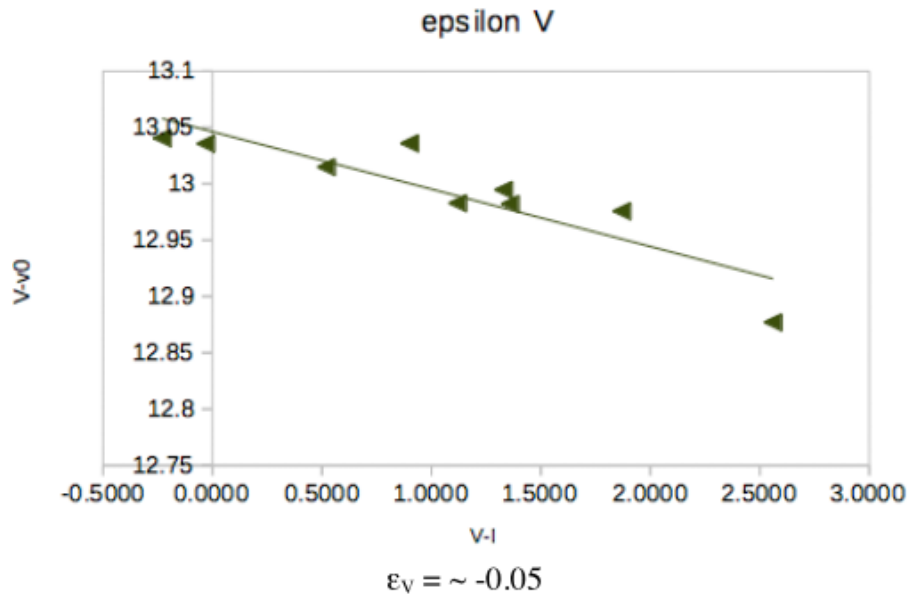
Table de réduction All-Sky

| Star HD | v | i | X | v0 | i0 | V | I | V-I | V-v0 | I-i0 |
|---------|---------|----------|-------|---------|----------|------|------|-------|---------|---------|
| 196897 | -9.1180 | -9.0707 | 1.134 | -9.2654 | -9.1274 | 3.77 | 3.80 | -0.03 | 13.0354 | 12.9274 |
| 196524 | -9.2352 | -9.8007 | 1.150 | -9.3847 | -9.8582 | 3.63 | 3.11 | 0.52 | 13.0147 | 12.9682 |
| 214680 | -8.0245 | -7.7492 | 1.045 | -8.1604 | -7.8015 | 4.88 | 5.11 | -0.18 | 13.0404 | 12.9115 |
| 211388 | -8.7312 | -10.2476 | 1.025 | -8.8645 | -10.2989 | 4.13 | 2.80 | 1.37 | 12.9945 | 13.0989 |
| 211073 | -8.3595 | -9.9036 | 1.019 | -8.4920 | -9.9546 | 4.49 | 3.13 | 1.40 | 12.9820 | 12.0846 |
| 216946 | -7.8497 | -9.9928 | 1.045 | -7.9856 | -10.0451 | 4.99 | 3.12 | 1.87 | 12.9756 | 13.1651 |
| 198809 | -8.2899 | -9.2446 | 1.045 | -8.4258 | -9.2969 | 4.61 | 3.71 | 0.87 | 13.0358 | 13.0069 |
| 197752 | -7.9351 | -9.2290 | 1.058 | -8.0726 | -9.2819 | 4.91 | 3.79 | 1.11 | 12.9826 | 13.0719 |
| 209857 | -6.6258 | -9.6152 | 1.008 | -6.7568 | -9.6656 | 6.12 | 3.56 | 2.56 | 12.8768 | 13.2256 |

Les valeurs v et i sont $-2,5 \cdot \log_{10}$ (comptages nets) dans chaque bande. Je crois que les comptes ont été dérivés de cinq intégrations d'étoiles consécutives de 10 secondes moins les trois intégrations typiques de ciel. Les coefficients d'extinction mesurés cette nuit étaient $k_V = 0,13$ et $k_I = 0,05$. Par conséquent, les valeurs des colonnes v0 et i0 sont $v - X \cdot 0,13$ et $i - X \cdot 0,05$, respectivement. V et I sont les magnitudes du catalogue des étoiles (qui sont un peu éparpillées, à mon avis). A partir de la pente de V-v0 ou de I-i0 par rapport à V-I, on obtient les deux epsilons de transformation. Dans les graphismes de feuille de calcul Word, ils ressemblent à ceci :

²⁵ En utilisant les étoiles non trouvées dans la liste de Brian Skiff.

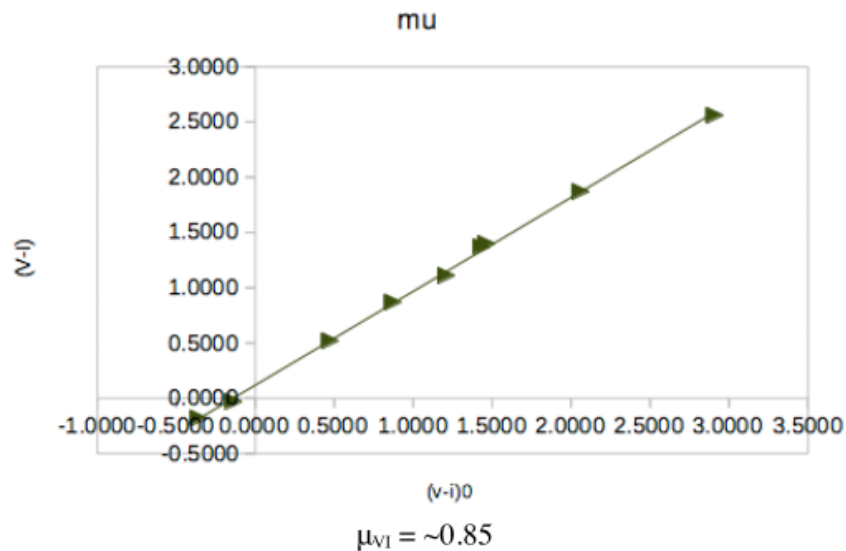
²⁶ On pourrait imaginer d'autres stratégies d'échantillonnage qui utilisent plus d'intégrations totales. E.g. : s'en tenir à des intégrations trois étoiles par bande, mais parcourir la liste complète des étoiles deux ou trois fois et utiliser la moyenne v0 (et i0) des trois cycles. Cela prendrait plus de temps et pourrait ou non produire de meilleurs résultats



Bien que le graphique ϵ_V ait beaucoup de dispersion, la valeur de la pente est tout à fait raisonnable. Le graphique ϵ_I est beaucoup plus propre. Je suppose que c'est parce que les ajustements d'extinction sont tellement plus petits, et donc moins sensibles à l'erreur²⁷. Jetez un oeil à "mu" (μ_{VI}), qui est la transformée pour l'indice de couleur V-I, donnée par V-I par rapport à v_0-i_0 ²⁸ :

²⁷ Par exemple : les extinctions pourraient ne pas avoir été uniformes à travers le ciel (une raison pour éviter la photométrie tout-ciel)

²⁸ Nous n'avons pas couvert la photométrie à indice de couleur. Pour une discussion, voir les livres de Hall & Genet ou Henden & Kaitchuck (Annexe C). Pour la différence entre (V, I) et (V, VI) réductions, il suffit de dire que partout où les données de bande sont utilisées dans le premier, vous la remplacez par des données V-I dans le dernier. Les magnitudes finales I peuvent être extraites comme : $V - (VI)$.



Agréable et propre, hein ? La raison, je crois, est que quelle que soit la drôlerie atmosphérique qui affectait les comptages v et i (qui étaient pris en séquence rapide pour chaque étoile) tendait à être soustraite lorsque nous calculions $v_0 - i_0$ -a une mesure différentielle, en quelque sorte.

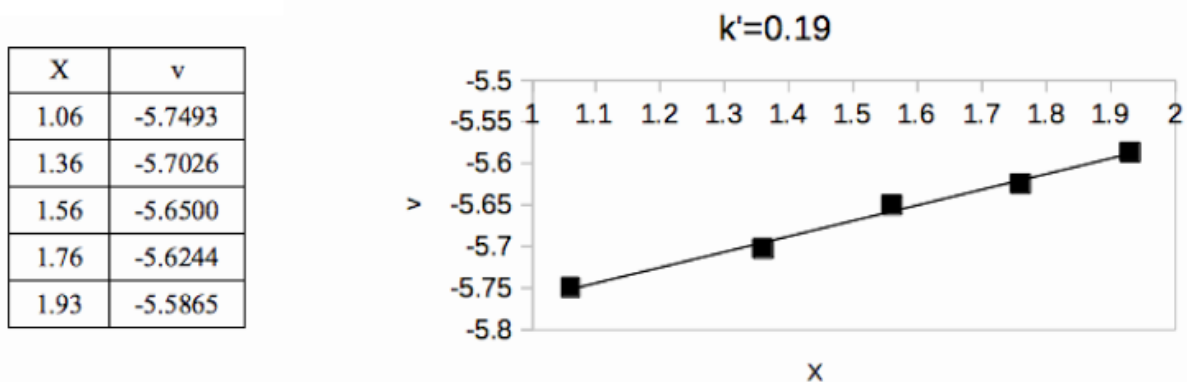
La relation mathématique entre μ et les epsilons est donnée par $\mu_{VI} = 1 / (1 - \epsilon_V + \epsilon_I)$, et nous avons ici $\mu_{VI} = 1 / (1 + 0.05 + 0.12) = 0.86$ qui se compare favorablement à notre mesure. Nous pourrions envisager d'utiliser nos deux meilleures mesures, μ_{VI} et ϵ_I , pour calculer ϵ_V .²⁹

Nous allons travailler sur les détails de l'étalonnage VI, mais nous espérons que cela vous donnera un avant-goût du processus.

²⁹ L'indice de couleur sur lequel opère μ est généralement clair à partir du contexte et aucun indice n'est donné. Si nous travaillions avec les grandeurs B et V, cela serait, implicitement, μ_{BV} pour l'indice B-V.

Annexe E : Exemples d'extinction

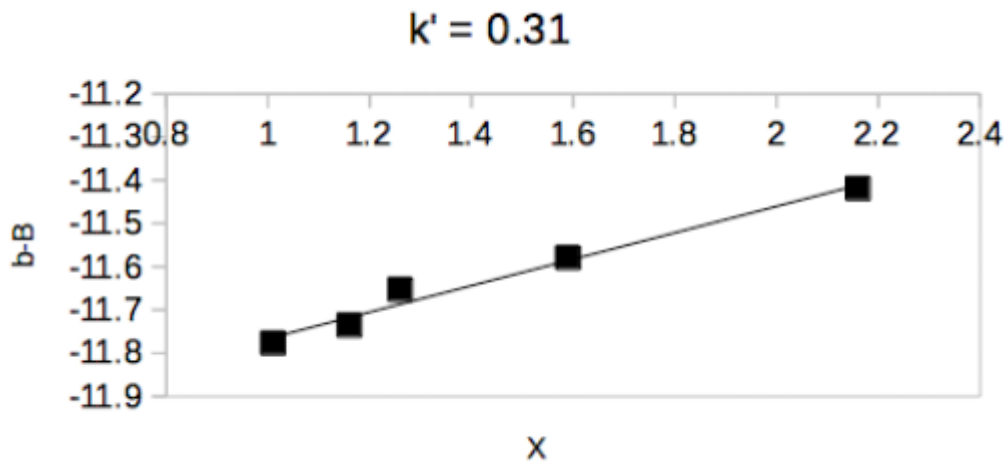
Voici des exemples de réductions de données d'extinction de premier et de deuxième ordre, en commençant par la détermination "simple" de l'extinction de premier ordre. Pour une étoile simple, nous enregistrons la magnitude instrumentale, $-2,5 \cdot \log_{10}$ (comptages nets), à une gamme de masses d'air pendant la nuit³⁰. Le coefficient d'extinction (k'_v dans ce cas) est la pente de la ligne ajustée à la magnitude instrumentale par rapport à la masse d'air. Le graphique est ici présenté avec la magnitude qui augmente dans la direction y négative, de sorte que la pente positive de la ligne est vue directement.



Ensuite, voici des données pour déterminer l'extinction B de premier ordre via la méthode "Hardie". Une sélection d'étoiles ayant des grandeurs standard fiables sont observées en succession rapide. Ils sont choisis de manière à couvrir une plage d'environ 1,0. Les étoiles, ci-dessous, ont été tirées de la liste de l'annexe A de Henden & Kaitchuck. Cet ensemble particulier est un peu déséquilibré, ayant trois étoiles à $X < 1,3$, mais il illustre encore la procédure. La valeur de k'_B est la pente de la ligne correspondant à la magnitude standard moins la magnitude instrumentale ($B-b$) par rapport à la masse d'air.

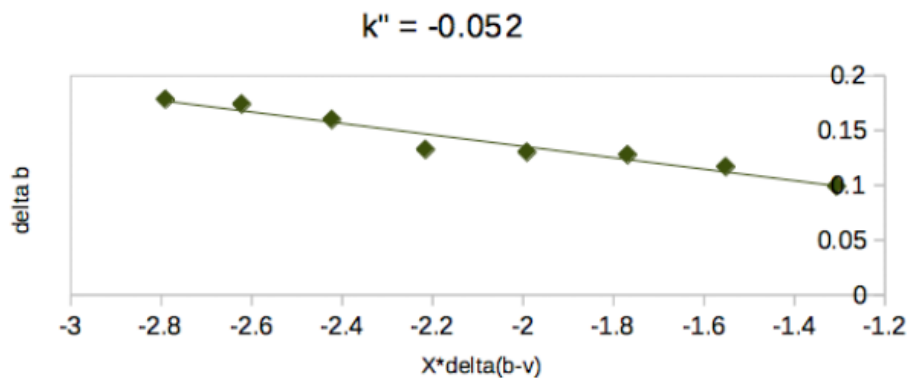
| star | X | B | b | b-B |
|------------|------|------|---------|----------|
| lambda Per | 1.01 | 4.31 | -7.4667 | -11.7767 |
| 136 Tau | 1.16 | 4.59 | -7.1456 | -11.7356 |
| pi 2 Ori | 1.26 | 4.36 | -7.2930 | -11.6530 |
| phi Gem | 1.59 | 5.08 | -6.4993 | -11.5793 |
| gamma Cnc | 2.16 | 4.68 | -6.4993 | -11.4191 |

³⁰ Pour la bande B, nous serions prudent de choisir une étoile avec B-V voisin de 0 pour éviter la correction de second ordre.



Enfin, une réduction d'extinction de second ordre. Ici, nous observons une paire rouge / bleue sur une gamme de masses d'air pendant la nuit. Les deltas de magnitude sont en termes d'étoile bleue moins l'étoile rouge, donc $\Delta b = \text{Blue}_b - \text{Red}_b$.³¹ Notez comment Δb augmente à mesure que la masse augmente. Les deux étoiles perdent de la lumière à mesure que l'extinction augmente, mais l'étoile bleue a beaucoup de lumière à l'extrémité bleue de la bande B, où le second ordre entre en jeu, donc sa magnitude b diminue, et $\text{Blue}_b - \text{Red}_b$ devient plus positif.

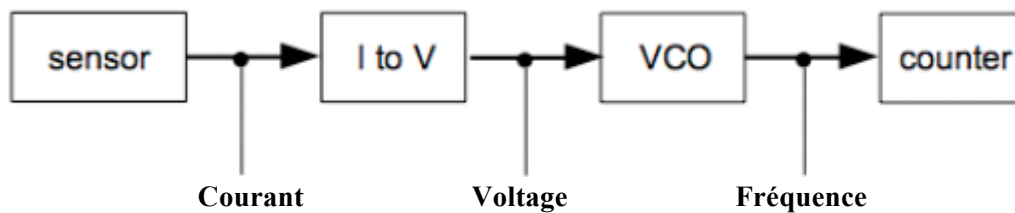
| X | Δb | Δv | $\Delta(b-v)$ | $X \cdot \Delta(b-v)$ |
|------|------------|------------|---------------|-----------------------|
| 1.01 | 0.0991 | 1.3933 | -1.2942 | -1.3071 |
| 1.21 | 0.1169 | 1.3993 | -1.2824 | -1.5517 |
| 1.40 | 0.1278 | 1.3912 | -1.2634 | -1.7688 |
| 1.58 | 0.1302 | 1.3905 | -1.2603 | -1.9913 |
| 1.76 | 0.1326 | 1.3915 | -1.2589 | -2.2157 |
| 1.96 | 0.1599 | 1.3969 | -1.2360 | -2.4226 |
| 2.13 | 0.1740 | 1.4050 | -1.2310 | -2.6220 |
| 2.30 | 0.1783 | 1.3916 | -1.2133 | -2.7906 |



³¹ Et $\Delta(b-v) = \Delta b - \Delta v$.

Annexe F : Electronique SSP

Tous les capteurs SSP génèrent des courants. Si nous pouvions compter les électrons individuels qui sortent, nous pourrions réellement générer des statistiques sur les photons, mais ce n'est pas le cas. Le courant provenant du capteur est envoyé dans un circuit qui produit une tension proportionnelle au courant (convertisseur courant-tension). Dans les temps anciens, cette tension a été introduite dans l'enregistreur à bandes. Dans le SSP, cette tension est introduite dans un oscillateur commandé en tension (VCO³²). Cet appareil émet un train d'impulsions électroniques, proportionnel en fréquence à la tension. Ce train d'impulsions est alimenté dans un compteur. La sortie du compteur est copiée dans un tampon à la fin du temps d'intégration, et le compteur est remis à 0. Le contenu de ce tampon (en fait appelé un loquet en électronique) est ce que vous voyez à l'écran. Le train d'impulsions fonctionne en continu, indépendamment du contrôle du compteur, et c'est ce que vous voyez sur le port de sortie analogique, ou sur la broche de test "Impulsion" sur la carte de circuit imprimé d'un photomètre de Génération 2. Cela signifie que si vous échantillonnez le train d'impulsions vous-même, cela n'a pas d'importance si l'affichage déborde. Vous aurez toujours un compte précis. Cependant, le VCO a une limite supérieure nominale de 10 000 comptes par seconde, donc vous ne pouvez pas le pousser arbitrairement haut.



³² Aussi connu sous le nom de convertisseur analogue-digital

Annexe G : PEP à proche infrarouge

Optec, en collaboration avec AAVSO, a mis au point un photomètre proche IR connu sous le nom de SSP4. L'unité a une photodiode avec une réponse utilisable d'environ 1200 nm à 1800 nm. Cet appareil nous a ouvert une nouvelle fenêtre d'investigation pour les photométristes amateurs, mais nous a aussi confrontés aux problèmes de photométrie infrarouge. Le SSP4 n'a été utilisé que de façon limitée, probablement en raison des défis de l'astronomie IR au sol. Les utilisateurs auxquels j'ai parlé ont indiqué qu'ils ne pouvaient pas obtenir de bons résultats. Nous travaillons actuellement sur une stratégie pour que les SSP4 fonctionnent normalement.

Le problème central de la photométrie IR est la vapeur d'eau. H_2O dans l'atmosphère est un consommateur vorace de lumière infrarouge. La plupart du spectre infrarouge est complètement bloqué, ce qui explique pourquoi tant de travail IR est effectué à partir de vaisseaux spatiaux. Il y a cependant quelques "fenêtres" à travers lesquelles l'infrarouge atteint le sol. Celles-ci sont connues comme les bandes J, H, K, L, M, N et Q. Malheureusement, certaines bandes passives de filtre IR initialement choisies ne s'adaptaient pas très bien aux fenêtres. La bande J avait en fait une fonction d'absorption qui la traversait en plein milieu. Un autre problème est que les fenêtres n'ont pas d'arêtes statiques. Les concentrations de vapeur d'eau varient considérablement sur de courtes échelles de temps, et les limites de fenêtre normalisées ne sont que des moyennes. En réalité, les fenêtres s'élargissent et se rétrécissent toute la nuit. Les premiers détecteurs infrarouges n'étaient pas très sensibles, ce qui a poussé les bords des bandes passantes du filtre contre les bords de la fenêtre afin d'obtenir le maximum de photons. Cela a facilité la détection des objets faibles, mais a introduit beaucoup d'incertitude photométrique lorsque la bande passante effective du système combiné atmosphère / filtre / détecteur a changé d'une observation à l'autre. Des observatoires individuels ont essayé de bricoler avec des bandes passantes de filtre pour obtenir les meilleurs résultats pour leurs conditions atmosphériques locales, ce qui a abouti à une variété de normes, une contradiction dans les termes. La communauté infra-rouge a fini par produire des résultats incohérents.

Un effort pour rétablir l'ordre a été entrepris par le groupe de travail infrarouge (IRWG). Leurs résultats sont résumés dans Standardisation et amélioration de la précision infrarouge, Milone et Young, 2007. La première recommandation consistait à rétrécir les bandes passantes standard afin qu'elles ne soient pas affectées par le changement des fenêtres atmosphériques. Le système IRWG n'a malheureusement pas été adopté : les résultats basés sur l'IRWG seraient différents de ceux dérivés des normes établies, et beaucoup de photons seraient perdus à cause des bandes passantes plus étroites. Mais, sans doute, il n'y a vraiment pas de système IR standard, et dans la mesure où les normes existent (avec un débit supérieur à celui de l'IRWG), ils produisent une photométrie médiocre.

Cependant, la communauté professionnelle considère IRWG, il semble clair que les autres systèmes ne fonctionneront tout simplement pas pour ceux d'entre nous observant à des altitudes modestes, où la vapeur d'eau est un problème beaucoup plus important que sur les sommets. Le filtre Optec J de deuxième génération est très proche de la spécification IRWG, et les efforts pour établir des coefficients de transformation pour les SSP4 ont donné de meilleurs résultats en bande J qu'en H. Nous prévoyons de commander une petite série de filtres IRWG pour bande H et expérimenter avec eux, jumelé avec le J. Optec Restez à l'écoute des résultats.