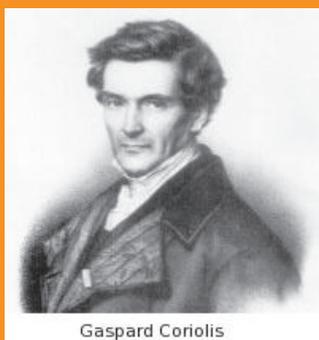


SAL

Société Astronomique de Lyon

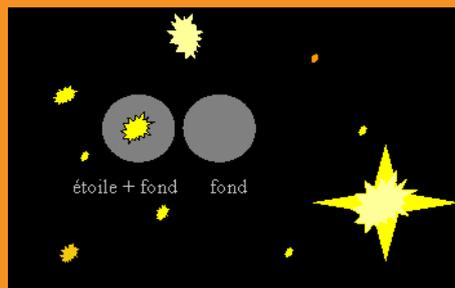
Conséquences de
l'accélération de
CORIOLIS



Gaspard Coriolis

NUMÉRO SPÉCIAL

**PHOTOMÉTRIE
PRATIQUE**



CURIOSITY



Bulletin N°73 Décembre 2012

Société Astronomique de Lyon
Bulletin N° 73 décembre 2012
SOMMAIRE

PAGE 3
ÉDITORIAL
Le mot du Président
Alain Brémond



p

Page 4 :
Les conséquences
de l'accélération
de Coriolis en dix
images...

Georges PATUREL



Page 6 :
Photométrie pratique
Alain BRÉMOND et Georges PATUREL



Page 32 :
Curiosity

Raymond Rouméas

SOCIÉTÉ ASTRONOMIQUE DE LYON



A succédé en 1931 à la Société
Astronomique du Rhône, fondée en 1881
Siège Social :
Observatoire, avenue Charles André
F 69230 Saint Genis-Laval
Tél. e-mail : info@SoAsLyon.org
Internet : <http://soasLyon.org>
Trésorerie : C.C.P. Lyon 1822-69 5

Ont participé à la réalisation de ce
bulletin :

Alain BRÉMOND
Bernard DELLA NAVE
Georges PATUREL
Raymond ROUMÉAS

Cotisation 2012/2013

37 €
Scolaire : 25 €
Famille : 52 €

Conférences : 5 €, gratuites pour les
cotisants, et les habitants de
Saint-Genis-Laval

Réunions :

le vendredi, accueil de 21 h à 21 30

- Observations
- Bibliothèque
(prêt de livres et de vidéos)
- Discussions et activités

- Bulletin : destiné aux adhérents
Les articles que vous désirez faire
paraître dans le bulletin sont
à envoyer au siège de la Société
ou par e-mail Sal@astrosurf.com.

ISSN 1258-5378
Impression CADEC
04 78 56 20 62

Le mot du Président

Alain Brémond



Editorial

*Ce numéro spécial du bulletin reprend
une demi-journée du dernier séminaire
de La Neylière consacré à la photométrie,
une technique tout à fait utilisable par les
astronomes amateurs. Encore une corde
à notre arc déjà bien fourni ! J'espère que
nous ferons des émules.*

*Bien sûr il faudra suivre tous les progrès
sur la connaissance de Mars que nous
apportera Curiosity. Gageons que Raymond
Rouméas saura nous inviter à suivre cette
expérience.*

*Les activités du vendredi ont repris avec un
programme qui j, je l'espère vous satisfera.
Vos idées sont les bienvenues, n'hésitez pas
à nous en faire part.*

*Nous préparons les prochaines activités :
séjour à Eygalayes, séminaire de La
Neylière...*

Bonne lecture.

Alain Brémond

Crédit

Les photos, schémas, diagrammes et dessins ont été fournis
par les auteurs des articles

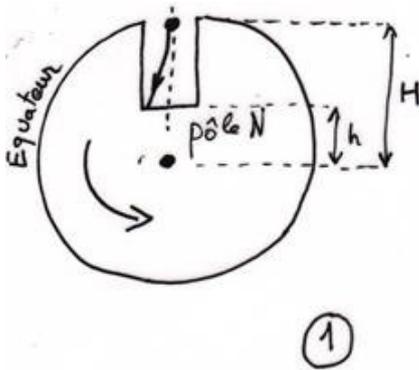


Figure 1 : Nous avons vu dans un article précédent (Bulletin 71, juin 2011) qu'une boule qui tombe dans un puits, dévie dans le sens de rotation, vers l'est. Deux raisons à cela :

- Le fond du puits a une vitesse horizontale plus faible que celle du sommet du puits. La boule lâchée depuis le sommet part avec une vitesse horizontale plus grande que celle du fond du puits, où elle arrivera.
- En tombant la vitesse horizontale de la boule augmente encore (comme le patineur qui, resserrant les bras plus près de son axe de rotation, se met à tourner plus vite).

Nous allons voir des conséquences inattendues de cette déviation due à la force de Coriolis.

Figure 2 : Imaginons un boulet de canon qui progresse vers le nord. Sa vitesse initiale devrait le maintenir à la distance H, mais la gravitation le ramène à la distance h : il tombe vers l'axe de rotation de la Terre, exactement comme la boule tombait dans le puits à la figure 1.

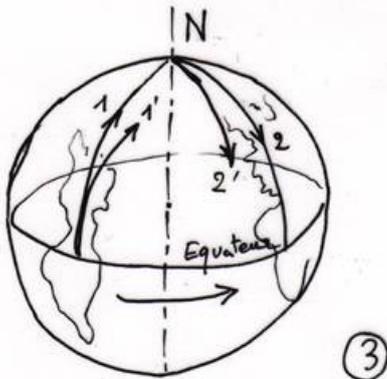
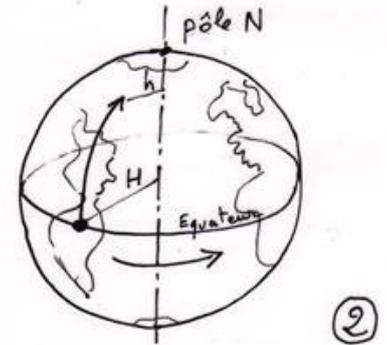
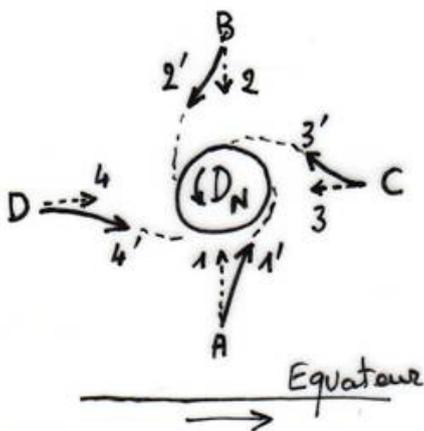
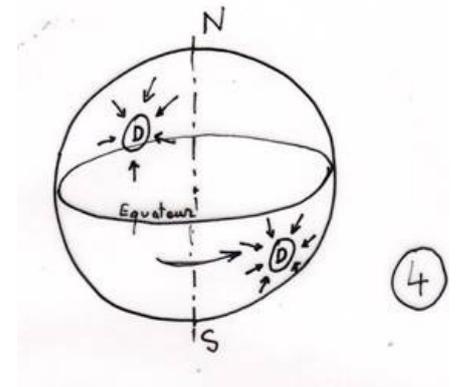


Figure 3 : Comme la boule tombant dans le puits, le boulet montant au nord va dévier dans le sens de rotation de la Terre, puisqu'il tombe vers l'axe de rotation de la Terre. Il suivra la trajectoire notée 1' sur la figure. En revanche, un boulet allant du nord au sud (dans l'hémisphère nord) déviara dans le sens opposé au sens de rotation (trajectoire notée 2'), puisqu'il s'éloigne de l'axe de rotation. Naturellement, c'est l'inverse dans l'hémisphère sud.

Il suffit de se rappeler que si on s'éloigne de l'équateur on prend de l'avance sur la rotation et si on s'en rapproche on prend du retard.

Figure 4 : Imaginons une dépression atmosphérique D, située dans l'hémisphère nord. Toutes les masses d'air alentour vont être attirées par cette basse pression. Naturellement, c'est la même chose dans l'hémisphère sud. Ces masses d'air se déplaçant à la surface de la Terre vont-elles suivre une ligne en direction du centre de la dépression ? Non, bien sûr ! Mais il y a une nouvelle subtilité que nous allons découvrir.



⑤

Figure 5 : Commençons par examiner la dépression de l'hémisphère nord. Comme vu précédemment, la masse d'air A va dévier vers l'est, dans le sens de rotation de la Terre, en suivant la trajectoire 1'. La masse d'air B suivra la trajectoire 2'. Ces masses d'air vont manquer le centre de la dépression et vont s'enrouler autour, dans le sens contraire des aiguilles d'une montre.

Pour les masses C et D, il est plus difficile de comprendre qu'elles tombent aussi vers l'axe de rotation. On peut le comprendre en

considérant que la masse C (ou D) se rapproche de l'axe de rotation locale (projection du vecteur rotation sur la verticale du lieu). C suivra 3' et D suivra 4'.

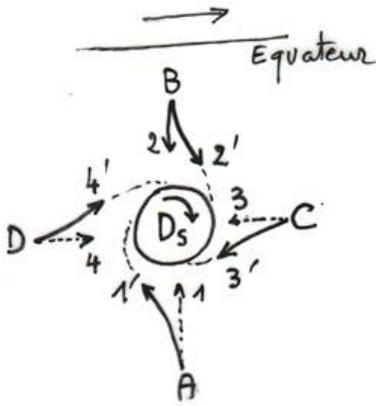


Figure 6 : Le même raisonnement appliqué à la dépression de l'hémisphère sud, montre que la masse d'air A va dévier vers l'ouest (trajectoire 1'), alors que la masse d'air B va dévier vers l'est (trajectoire 2'). L'enroulement des masses d'air se fera donc dans le sens des aiguilles d'une montre. En conclusion, les cyclones tournent dans des sens opposés dans les deux hémisphères. Mais alors que se passe-t-il à l'équateur ?

Figure 7 : L'équateur est une région chaude, car en moyenne elle est mieux exposée aux rayons du Soleil. Les masses d'air équatoriales vont s'élever

du fait de leur dilatation et créer ainsi une dépression à l'équateur. Cette dépression va attirer les masses d'air A et B, qui, comme précédemment, vont suivre les trajectoires 1'. C'est ainsi que les vents alizés prennent naissance !

Est-ce qu'il y a d'autres phénomènes qui résultent de cette force de Coriolis ?

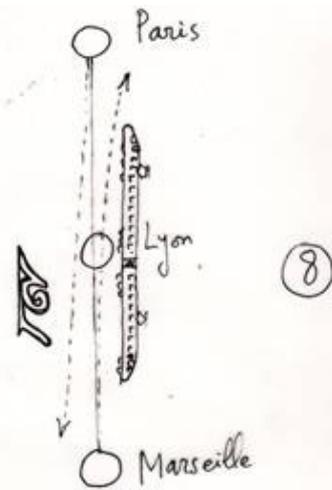
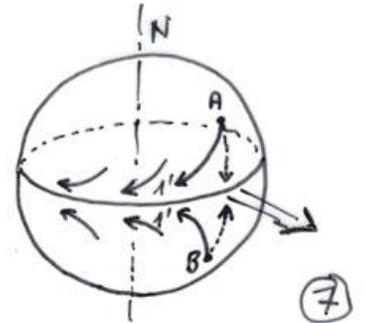


Figure 8 : Le train qui va, par exemple, de Marseille à Paris et qui revient après avoir fait demi-tour, va ressentir une force le pousser sur sa droite. Certes, les rails le garderont dans le droit chemin, mais au prix, sans doute, d'une usure plus importante des roues et des rails de droite.

Figure 9 : Ah, le coup du lavabo! Tout le monde y croit ! En toute rigueur ça devrait marcher mais la longueur d'écoulement est en général trop courte pour que l'effet domine celui induit par la forme du lavabo. D'ailleurs, je peux dire qu'un jour j'ai vu un lavabo commencer à se vider avec l'eau tournant dans un sens et finir avec l'eau tournant en sens inverse...

Il faudrait un lavabo parfait pour mettre cet effet en évidence.

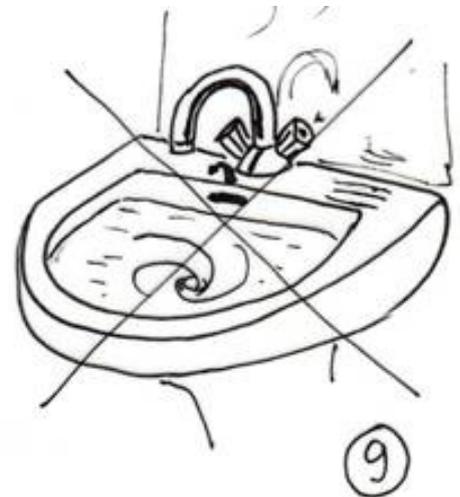


Figure 10 : En revanche, il est certain que l'effet est sensible pour l'artillerie. Deux amis, jadis artilleurs pendant leur service militaire, m'ont confirmé que des tables de corrections étaient utilisées pour prendre en compte l'effet Coriolis.

Georges Paturel

Photométrie pratique
A. Brémond et G. Paturel,
Observatoire de Lyon

La photométrie, art de mesurer le flux lumineux, a la réputation d'être une technique difficile. Il est vrai que les définitions théoriques sont parfois difficiles. Mais, au moins pour ce qui concerne la photométrie stellaire, la pratique est simple, surtout depuis l'avènement des techniques modernes de photo numérique et de calcul informatique.

Simple ne veut pas dire facile. Nous verrons qu'une mesure nécessite un long cheminement où l'on passe beaucoup de temps à mesurer des étoiles qui ne sont que des étoiles préparatoires à une mesure nouvelle. Heureusement, des simplifications permettront, grâce au nouveau matériel, des mesures plus faciles.

Nous décrirons tout d'abord ce qu'on appelle le système "UBV". Il s'agit simplement de la photométrie dans trois couleurs : l'ultraviolet (U), le bleu (B) et le visible (V). Nous verrons comment ces trois couleurs qui correspondent à trois domaines de longueurs d'onde permettent d'étudier les étoiles les plus courantes.

Nous commencerons par expliquer comment sont mesurées les magnitudes dans ces trois couleurs, en corrigeant de l'extinction atmosphérique et en se raccordant au système UBV standard.

Nous verrons ensuite comme les étoiles se répartissent dans deux diagrammes fondamentaux : le diagramme HR et le diagramme (U-B), (B-V). Ainsi nous découvrirons comment il est possible de corriger les magnitudes observées d'un effet gênant : l'extinction interstellaire.

Enfin, nous donnerons une application pratique, l'observation d'un champ d'étoile. Nous verrons les précautions à prendre pour obtenir des résultats qui rivalisent avec l'observation visuelle.

1 Le choix du système UBV

1.1 Définitions de base en lumière totale

Pour apprécier la quantité de lumière émise par un objet astronomique ou reçue par l'œil humain sur Terre, on dispose de deux systèmes de mesures : les magnitudes d'une part et l'éclat d'autre part. Ces deux systèmes sont liés.

L'éclat mesure la quantité de lumière reçue sur Terre, par une unité de surface d'un récepteur, qu'il s'agisse de l'œil, d'un capteur CCD ou autre. On parle d'éclat apparent pour signifier que cette mesure n'est pas intrinsèque à l'objet étudié. La lumière d'étoiles différentes a en effet parcouru différentes distances et traversé différents milieux qui de plus sont variables d'un moment à l'autre et à différents endroits de la Terre. L'éclat apparent est une puissance (en watt) reçue par unité de surface (m^2). A l'éclat apparent on fait correspondre la Luminosité qui caractérise le rayonnement intrinsèque de l'étoile.

La luminosité est la quantité totale de lumière produite par l'étoile, dans toutes les directions de l'espace. C'est la puissance rayonnée en Watt (ou joule par seconde). La luminosité n'est pas directement accessible; seul l'éclat l'est. Eclat, E, et Luminosité, L, sont liés:

$$E = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (1)$$

où d est la distance de l'astre.

A la distance d , la lumière de la source se répartit sur une sphère de surface égale à $4\pi d^2$ et donc, ce que reçoit l'œil, ou le récepteur en général, c'est la lumière émise par la source divisée par la valeur $4\pi d^2$. Pour une même source, plus elle est éloignée moins l'éclat reçu est grand (Figure 1).

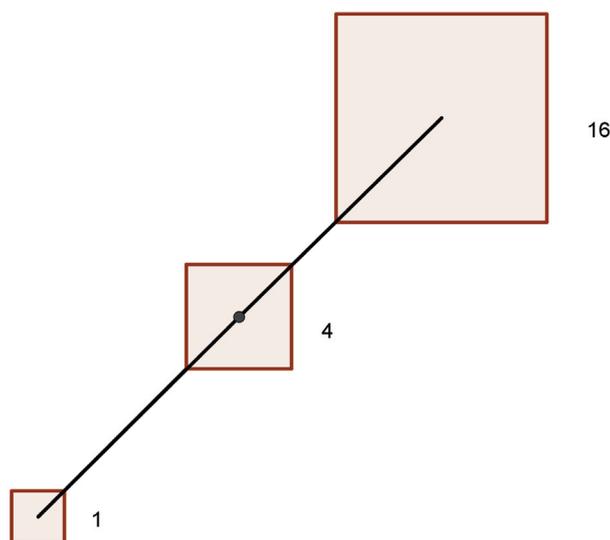


Figure 1: la lumière de la source se dilue à la surface d'une sphère dont le rayon est la distance de la source à l'observateur. Lorsque la distance double, la lumière se répartit sur une surface quatre fois plus grande et donc la lumière qui parvient à l'observateur est quatre fois moins brillante. C'est ce qu'exprime la formule $E = L / 4 \pi d^2$.

L'éclat ne renseigne sur la luminosité de l'étoile que si on connaît sa distance.

La **magnitude apparente** correspond à l'éclat: c'est la « grandeur » de l'étoile vue depuis le point d'observation. C'est une mesure relative de l'éclairement produit par une source lumineuse. L'œil peut voir une différence de magnitudes, pas la valeur absolue de la magnitude. L'invention de cette mesure est due aux astronomes grecs, en particulier Hipparque. Selon cette échelle, à l'œil nu les magnitudes vont de 1 à 6

La **Relation entre magnitude apparente et éclat** a été étudiée par Pogson, qui a démontré que la sensation lumineuse perçue par l'œil et le cerveau suivait une loi logarithmique de l'intensité de l'émission. En logarithme décimal on a :

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{E_1}{E_2}$$

Donnons un exemple : Considérons deux étoiles de magnitudes $m_1 = 6$ et $m_2 = 1$; De combien l'étoile 2 apparaît-elle plus brillante que l'étoile 1 ? On peut écrire :

$$m_1 - m_2 = +2,5 \log \frac{E_2}{E_1}$$

Puis :

$$\frac{E_2}{E_1} = 10^{\frac{m_1 - m_2}{2,5}}$$

Dans notre exemple :

$$m_1 - m_2 = 5, \text{ donc } E_2/E_1 = 10^2 = 100, \text{ et finalement } E_2 = 100 E_1.$$

Une étoile de magnitude 1 apparaît 100 fois plus brillante qu'une étoile de magnitude 6.

D'une façon plus générale une magnitude apparente est reliée à l'éclat par la formule :

$$m = -2,5 \log E + \text{constante} \quad (2)$$

La constante définit le zéro de l'échelle des magnitudes ; elle permet de se rattacher au catalogue de Ptolémée.

Attention: On ne peut pas additionner des magnitudes mais on peut additionner des éclats, par exemple dans le cas d'une étoile double non résolue. *Problème:* calculer la magnitude d'une étoile double non résolue sachant que l'étoile principale possède une magnitude 4 et le compagnon une magnitude égale à 6.

Réponse: On a $m_1 - m_2 = -2,5 \log (E_1/E_2)$ d'où $m_1 - m_2 = 6 - 4 = 2$

$\log (E_1/E_2) = 2 / -2,5 = -0,8$ et $E_1/E_2 = 0,16$

Appelons m la magnitude des deux étoiles ensemble. Ainsi :

$m - m_2 = -2,5 \log((E_1 + E_2)/E_2) = -2,5 \log(1 + E_1/E_2)$

$m - m_2 = -2,5 \log(1 + 0,16)$

$m - m_2 = -2,5 \log 1,16 = -0,16$

Or $m_2 = 4$ donc $m = 4 - 0,16 = 3,84$

Magnitude absolue. La magnitude apparente, comme l'éclat, ne dit rien sur la luminosité de l'étoile. On a défini la Magnitude absolue M en ramenant toutes les étoiles à la même distance, fixée à 10 parsecs. La Magnitude absolue est la magnitude qu'aurait l'étoile si elle était à la distance de 10 parsecs¹.

La relation entre magnitude absolue et magnitude apparente est la suivante²:

$$m - M = 5 \log d - 5 \quad (\text{avec } d \text{ en parsecs}) \quad (3)$$

La quantité $m - M$ est appelée le **module de distance**.

Dans tout ce qui précède nous avons implicitement supposé que nous captions toutes les longueurs d'onde. En pratique, l'éclat n'est mesuré que pour un domaine de longueur d'onde qui doit être précisé. Il dépend du récepteur au sens large, c'est-à-dire de toute la chaîne optique située entre la source et le récepteur (matière interstellaire, atmosphère, optique du système d'observation et capteur). Nous allons donc affiner les définitions générales en les considérant pour un des longueurs d'ondes bien définies.

1.1 Définitions monochromatiques correspondantes

L'éclat monochromatique d'une étoile, $dE/d\lambda$, qui est l'éclairement reçu de cette étoile pour une longueur d'onde donnée, est la quantité d'énergie reçue à chaque seconde (watt), par unité de surface (m^{-2}) et par unité de longueur d'onde (m^{-1}). On le mesure donc en watt par mètre cube ($W \cdot m^{-3}$). Cependant, en photométrie nous devons considérer non pas une longueur d'onde, mais un domaine de longueurs d'onde. Ce domaine est défini essentiellement par la courbe de réponse spectrale d'un filtre coloré. L'éclairement que l'on mesure doit donc être intégré sur tout le domaine de longueur d'onde considéré. Par exemple, pour le filtre B, qui laisse passer les longueurs d'onde autour de 450 nm, l'éclairement correspondant sera l'intégrale des éclairements monochromatiques, sur le domaine spectral B :

$$E_B = \int_B \frac{dE}{d\lambda} d\lambda,$$

où $dE/d\lambda$ représente l'éclairement monochromatique de la source.

¹ Un parsec est la distance à laquelle on voit le rayon terrestre sous un angle de une seconde d'arc.

² Cette relation peut se déduire directement de la relation (1) et de la définition des magnitudes apparente et absolue.

E_B sera donc mesuré en $W.m^{-2}$, comme l'éclairement en lumière totale. En pratique, grâce à l'utilisation des magnitudes, nous n'avons pas besoin de nous occuper des unités. C'est ce que nous découvrirons. La magnitude apparente, pour un domaine de longueur d'onde donné se définit simplement comme :

$$m_\lambda = -2,5 \log(E_\lambda) + K \quad (4)$$

E_λ est l'éclairement reçu et K est une constante purement arbitraire. Le petit indice (λ) sert simplement à rappeler que la magnitude est définie maintenant pour ce domaine de longueur d'onde. La constante K disparaîtra des calculs lors du raccordement au système UBV standard. Nous pouvons la prendre égale à zéro. La magnitude apparente représente la mesure du flux observé.

Une même étoile qui serait placée à différentes distances n'apparaîtrait pas avec la même magnitude apparente, car l'éclat apparent varie comme l'inverse du carré de la distance :

$$E_\lambda = \frac{E_{0,\lambda}}{d^2}. \quad (5)$$

Cette relation n'est rien d'autre que la relation (1) dans le cas d'une mesure faite dans un domaine de longueur d'onde et non plus à toutes les longueurs d'onde existantes, ce que nous avons appelé les mesures en lumière totale et qui ne peut être qu'un idéal inaccessible pratiquement.

Comment comparer la luminosité vraie (intrinsèque) d'étoiles situées à différentes distances ? On définit, comme dans le cas de la mesure en lumière totale, une magnitude absolue qui est la magnitude apparente qu'aurait l'étoile si elle était placée à une distance conventionnelle de 10 parsecs (pour mémoire, le parsec vaut 3,26 année-lumière). En combinant la relation (4), la relation (5) et la définition de la magnitude absolue on trouve que celle-ci s'exprime ainsi (équivalent de la relation (3), pour un domaine de longueurs d'onde):

$$M_\lambda = m_\lambda - 5 \log d + 5 \quad (6)$$

où d est la distance de l'étoile mesurée en parsec. Nous avons mis le même indice (λ) à la magnitude absolue, pour bien montrer qu'elle est attachée à la même couleur que la magnitude apparente. Dans le système UBV, nous définirons donc trois magnitudes apparentes m_U , m_B et m_V auxquelles nous pourrons faire correspondre trois magnitudes absolues, M_U , M_B et M_V . La distance d elle ne dépend pas, évidemment, du domaine de longueur d'onde.

1.2 La distribution spectrale des étoiles

Comment se répartit le rayonnement d'une étoile ? Une étoile rayonne-t-elle plus dans l'ultraviolet que dans le bleu, ou plus dans le visible que dans le bleu ? Pour le savoir nous allons assimiler les étoiles à des corps qui reçoivent autant qu'ils émettent, à des corps en équilibre radiatif. Si nous pouvons faire une telle supposition c'est parce que le rayonnement instantané est négligeable comparé à ce que l'étoile émettra dans toute sa vie. Or la physique sait prévoir le rayonnement d'un tel corps en équilibre. C'est la fameuse courbe du "corps noir" (on dit corps noir car, comme un corps peint en noir, il rayonne aussi facilement qu'il absorbe). Traçons les corps noirs pour différentes températures de 5000 degrés Kelvin à 10000 degrés Kelvin (Figure 2). Les longueurs d'ondes en abscisse sont notées en nanomètre. Les flux en ordonnées sont en Watt par mètre cube, mais la valeur précise nous importe peu car elle dépend de la distance à laquelle nous plaçons le corps noir. C'est pour cela que nous disons que c'est en unité arbitraire.

:

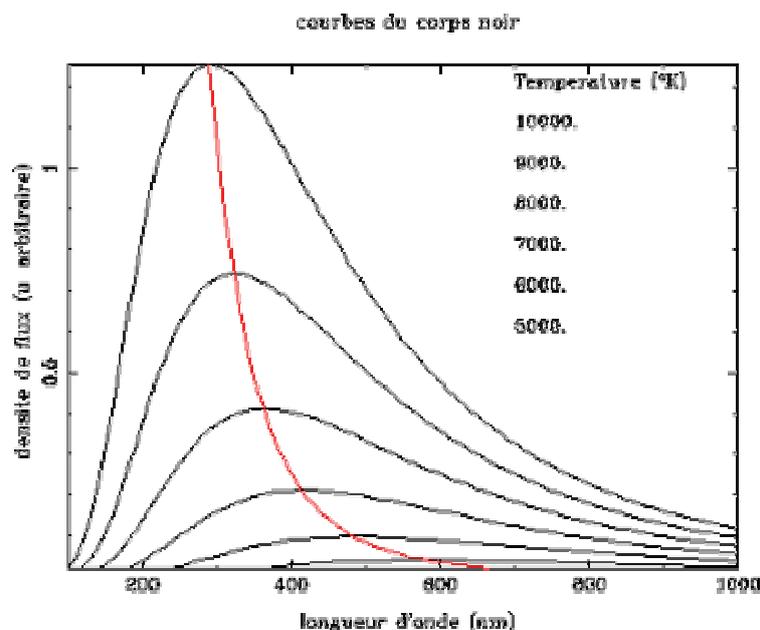


Figure 2 : distribution spectrale de corps noirs à différentes températures. La courbe en rouge montre l'emplacement des maxima de ces courbes.

La courbe dessinée en rouge représente la position des maxima de chaque courbe. Plus la température est élevée, plus le maximum correspond à une longueur d'onde petite. Nous avons donc répondu à la question du début de ce paragraphe : le rayonnement aux différentes longueurs d'onde dépend de la température de l'étoile.

1.3 Justification du choix UBV

Comment choisir les longueurs d'onde des filtres pour que ceux-ci caractérisent les étoiles courantes ? Nous savons que les étoiles sont chaudes entre quelques milliers de degrés et plusieurs dizaines de milliers de degrés. Regardons où se situent les longueurs d'onde des filtres U, B et V (Figure 3) :

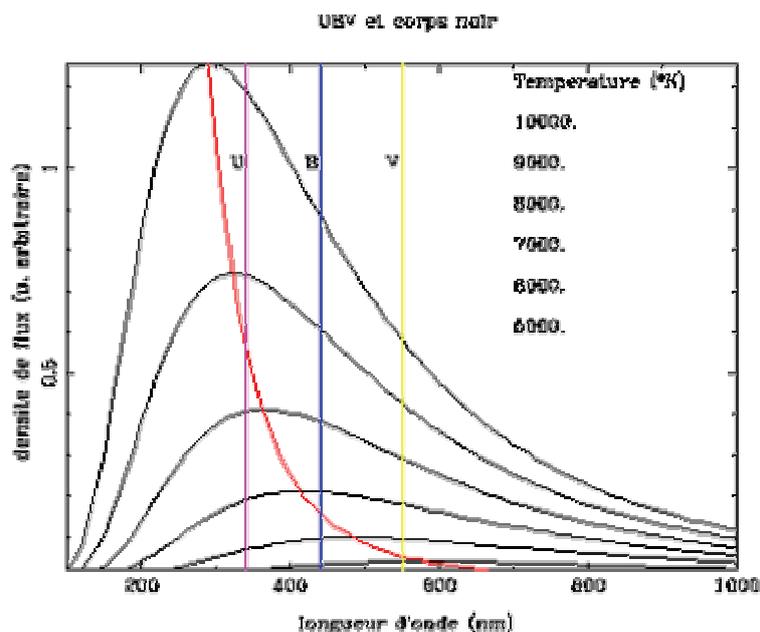


Figure 3: Position des filtres U, B et V par rapport aux corps noirs entre 10000 °K et 5000°K.

On voit que le U reçoit plus de flux que le B pour les étoiles plus chaudes que 8000 degrés environ. En dessous de cette température c'est le B qui reçoit le plus de flux et ce jusqu'à 6000

degrés environ. Au dessous de 6000 degrés c'est le V qui reçoit le plus de flux. Le choix des filtres caractérise bien les étoiles dans cette gamme de température.

2 Les principes de la mesure

2.1 Photomètre de base

Nous devons trouver une quantité mesurable qui a la propriété d'être proportionnelle à l'éclat apparent. Selon la technique utilisée (photographie argentique, photoélectricité, photographie numérique ou autre) et selon la procédure d'enregistrement (enregistreur papier, mesure numérique), la quantité choisie sera différente. Il peut s'agir par exemple de la déviation d'une plume sur un traceur dans le cas d'un courant électrique produit par une cellule photoélectrique. Il peut s'agir du noircissement d'une pellicule dans le cas de la photographie argentique (mais attention, dans ce cas, il n'y a pas proportionnalité entre l'éclairage et le noircissement, ce qui complique l'utilisation), il peut s'agir des valeurs numériques associées à chaque pixel dans le cas de la photo numérique ou dans celui de la mesure directe du courant photoélectrique d'un photomultiplicateur³.

Nous verrons plus loin comment utiliser un appareil photo numérique pour faire de la photométrie. Mais, pour illustrer les principes généraux, nous commencerons par le cas de la photométrie dite "d'ouverture". Ce type de photométrie n'est plus guère pratiquée mais les grands principes sont toujours les mêmes et quelques particularités méritent toujours d'être connues, en vue éventuellement d'autres applications.

Le récepteur est une cellule photoélectrique photomultiplicatrice (ce qu'on appelle un photomultiplicateur, ou plus simplement un PM - voir la figure 4). Les électrons arrachés à la cathode tapent une première surface. Chaque électron donne alors plusieurs électrons, qui à leur tour vont taper une autre surface et ainsi de suite. A chaque étage le nombre d'électrons se multiplie. En sortie, on obtient un courant assez intense pour être lu avec un enregistreur, via un amplificateur.



Figure 4 : Un photomultiplicateur. La cathode réceptrice est sur le bout du tube (à droite). Les étages amplificateurs sont alimentés par des hautes tensions. Le signal de sortie (courant électrique apparaît sur un connecteur du culot. Ces photomultiplicateurs étaient refroidis afin de réduire le courant d'obscurité. Le photomultiplicateur est posé sur un enregistrement direct du signal.

³ Souvent la mesure était faite en intégrant le courant pendant un certain temps, pour réaliser l'équivalent d'une pose.

Dessignons un photomètre classique (Figure 5). Dans ce schéma l'objectif est supposé être une lentille (c'est-à-dire celui d'une lunette astronomique). Naturellement, le schéma est identique dans le cas où l'objectif est constitué par le miroir d'un télescope :

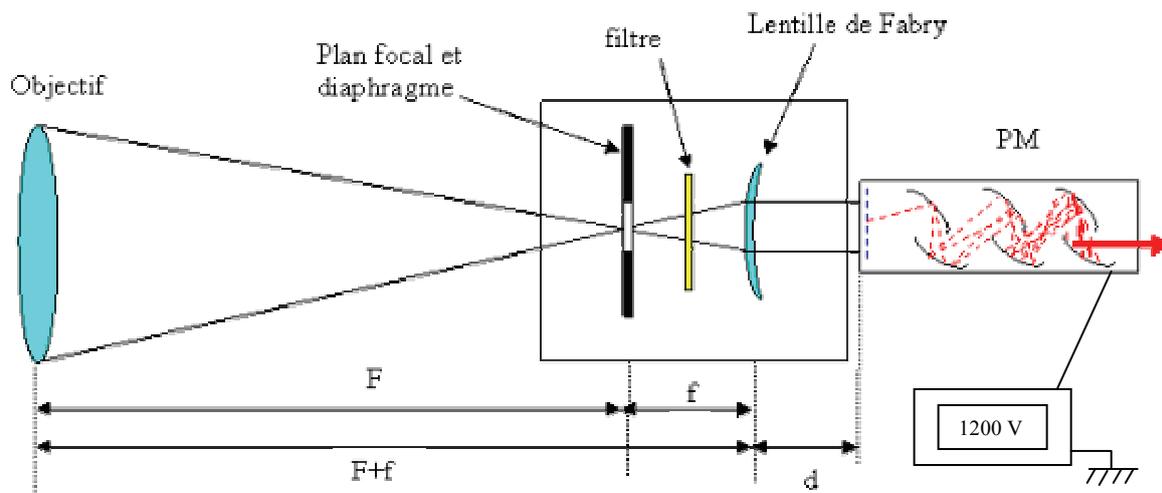


Figure 5 : Schéma d'un photomètre. F est la distance focale du télescope ou de la lunette ; f est la distance focale de la lentille de Fabry. La distance d détermine la position du photomultiplicateur pour que l'image de l'objectif (miroir ou lentille) se forme sur la photocathode (voir le texte).

Un photomètre est un instrument très simple. La lumière venue de l'objectif (miroir du télescope ou lentille d'une lunette) est focalisée sur un diaphragme circulaire qui sélectionne juste la région où se trouve l'étoile à mesurer. Un viseur, non représenté, permet de centrer l'étoile dans le diaphragme circulaire. Le viseur est alors remplacé par un filtre (e.g., U, B ou V). Un montage optique astucieux, du à Charles Fabry, permet d'obtenir l'image de l'objectif sur la photocathode du PM, en plaçant celle-ci aussi précisément que possible, à la distance d de la lentille. Ainsi, c'est toujours la même région de la cathode qui est utilisée, prévenant d'éventuelles variations de sensibilité. Pour autant, seule la région du ciel sélectionnée par le diaphragme intervient pour former cette image.

Faisons une remarque importante à propos du schéma de la figure 5. Il semble que la position de la photocathode puisse être choisie librement, puisque le faisceau de sortie est à rayons parallèles, mais c'est sans compter l'inclinaison. En effet, chaque point du diaphragme donne un faisceau parallèle, certes, mais d'inclinaison différente. Seule le choix de la distance d fait que tous ces faisceaux parallèles se coupent sur la même région de la photocathode.

2.2 Obtention de magnitude brute

Visons une étoile et centrons là exactement dans l'ouverture circulaire qui constitue le diaphragme. Nous collectons ainsi tout le flux qui vient de l'étoile, mais aussi un peu de flux du fond de ciel qui entoure l'étoile. Nous obtenons un courant photoélectrique I_{e+f} . La notation rappelle que nous mesurons l'étoile plus le fond de ciel. Comment soustraire la contribution du ciel ? C'est très simple, on pointe le télescope juste à côté de l'étoile pour n'avoir que le fond de ciel, seul (Figure 6). On suppose en faisant cela que le fond de ciel est uniforme sur une surface correspondant à plusieurs fois la surface du diaphragme.

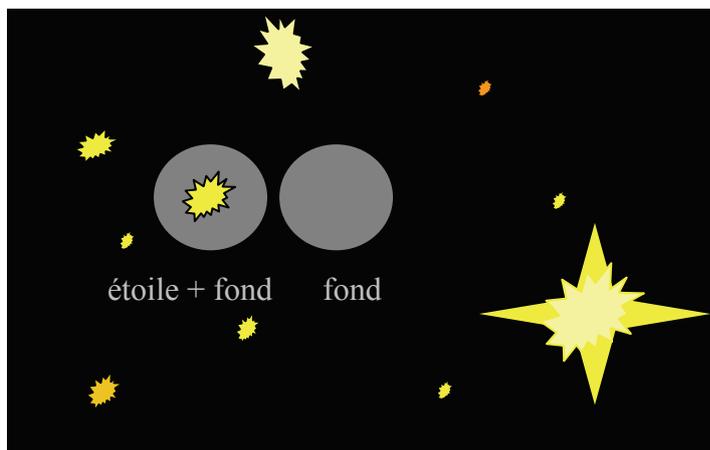


Figure 6 : Positions du diaphragme sur le ciel pour mesurer une étoile et le fond de ciel voisin.

Il faut veiller toutefois à choisir le fond de ciel correctement, en évitant par exemple les petites étoiles du voisinage. Dans les champs très encombrés, comme par exemple dans les amas globulaires, le choix est parfois difficile. Il convient alors de faire plusieurs mesures en des points différents, et de prendre la valeur moyenne. On mesure ainsi l'intensité du courant photoélectrique du fond de ciel seul I_f . Naturellement, il faut faire la mesure du fond de ciel exactement dans les mêmes conditions que celles utilisées pour l'étoile. La magnitude brute dans notre système interne sera calculée ainsi :

$$m = -2,5 \log(I_{e+f} - I_f) \quad (7)$$

Pour le système UBV nous obtiendrons ainsi trois magnitudes brutes "internes", c'est-à-dire mesurée avec notre appareillage. Avant de raccorder ces magnitudes au système UBV standard, il nous faut effectuer une première correction : la correction d'extinction atmosphérique.

2.3 Correction de l'extinction atmosphérique

2.3.1 Effets de l'absorption atmosphérique. L'atmosphère va atténuer la lumière qui la traverse et donc, la magnitude observée au sol sera plus grande que la magnitude qui serait observée hors de l'atmosphère.

$$m_{HA} < m_{Sol}$$

Or les mesures d'éclat varient avec les conditions atmosphériques propres au lieu et au moment de l'observation ainsi qu'avec la hauteur de l'étoile au-dessus de l'horizon. Mais alors, comment comparer les magnitudes ou les éclats d'étoiles étudiées à des moments et dans des observatoires différents ? La solution est de réduire la magnitude observée au sol à la magnitude hors atmosphère.

L'éclat mesuré devra donc être corrigé de l'absorption atmosphérique qui dépend :

- de la longueur d'onde dans lequel on observe et donc des filtres employés,
- de la hauteur de l'étoile : l'absorption est minimale au zénith et augmente avec la distance zénithale.
- de la densité de l'atmosphère qui diminue avec l'altitude, ce qui est une des raisons de placer les observatoires en montagne.

2.3.2 Causes de l'absorption atmosphérique. L'atmosphère est constituée de particules et de molécules gazeuses de tailles diverses.

- Les molécules gazeuses absorbent sélectivement certaines longueurs d'ondes,

- Ces molécules diffusent également la lumière en fonction de la longueur d'onde,
- D'autres particules en suspension : les aérosols causent aussi diffusion et absorption.

Dans l'absorption, l'énergie est dissipée par :

- La coupure des molécules en atomes ou l'ionisation des atomes.
- L'augmentation de l'énergie potentielle des molécules et des atomes.

Elle dépend de la longueur d'onde : faible pour la lumière visible et les ondes radio, importante pour les rayons gamma, les rayons X et les UV. Pour les ondes infrarouges l'absorption elle varie avec la longueur d'onde : elle est faible pour des longueurs d'ondes comprises entre 760 à 1 500 nm. Ces phénomènes sont aussi responsables des bandes spectrales atmosphériques observées en spectroscopie.

2.3.3 La loi d'extinction atmosphérique. Au XVIII^e siècle, Pierre Bouguer⁴ met au point une méthode pratique pour déterminer la correction à apporter aux mesures en fonction de la hauteur de l'astre étudié. Elle est encore utilisée dans son principe.

L'épaisseur de l'atmosphère traversée par la lumière venue de l'étoile diminue avec sa distance au zénith (Figure 7)

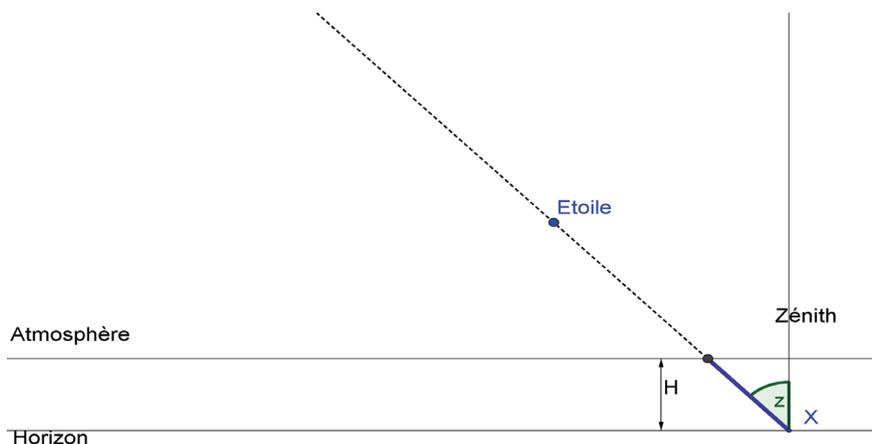


Figure 7 : L'épaisseur traversée (trait gras bleu) augmente avec la distance zénithale z .

Considérons un rayon lumineux traversant un milieu absorbant. Plus le rayon lumineux est énergétique (puissance par unité de surface), plus il cèdera d'énergie à ce milieu absorbant. De même, plus la longueur traversée sera grande plus le rayon cédera d'énergie au milieu. Comment trouver la loi traduisant ce phénomène. Nous considérerons que pour une infinitésimale variation d'éclat, dE , cette variation est proportionnelle à l'éclat lui-même et proportionnelle à l'épaisseur élémentaire dx traversée. Ce qui s'écrit :

$$dE = -K \cdot E \cdot dx$$

où K est la constante de proportionnalité positive. Le signe moins traduit le fait que dE est une diminution de l'éclat. En intégrant cette expression, on trouve :

$$\ln E = -K \cdot x + K'' , (K'' \text{ étant la constante d'intégration}).$$

$$E = E_0 \exp(-K \cdot x) = E_0 10^{-\log e \cdot K \cdot x} = E_0 10^{-0,4343 K \cdot x} = E_0 10^{-K' \cdot x}$$

⁴ Bouguer Pierre (1698-1758), astronome français né au Croisic. Il a étudié en particulier la loi d'extinction due à l'atmosphère. Il est considéré comme le créateur de la photométrie.

(Notons que la constante E_0 s'exprime en fonction de la constante d'intégration K'' et que la constante K est devenue $K' = 0,4343K$ pour prendre en compte le passage de la fonction exponentielle à la fonction puissance de 10.). En appliquant la définition des magnitudes (Relation (2) ou (4)), on peut donc écrire cette loi d'extinction sous la forme :

$$m = m_0 + K' \cdot x$$

m_0 s'exprime, elle aussi, en fonction de K'' (on peut dire aussi que, d'une certaine façon, m_0 n'est autre que la constante d'intégration). Si la longueur traversée est nulle ($x=0$) on a : $m=m_0$. On voit que m_0 est la magnitude de la source "hors-atmosphère", ce que nous avons notée m_{HA} . Reste à calculer l'expression de la longueur traversée : Sur la figure 7, on voit que la longueur traversée est (en première approximation, c'est-à-dire quand l'angle z est petit) :

$$x = \frac{x_0}{\cos z},$$

où nous avons noté x_0 la hauteur de l'atmosphère au zénith. Donc, finalement, l'expression de la loi d'extinction peut s'écrire :

$$m = m_0 + \frac{K' \cdot x_0}{\cos z}$$

Pour un site d'observation donné, on peut considérer que la hauteur de l'atmosphère est constante. Donc $K' \cdot x_0$ sera une constante. Nous la noterons k . Ce sera le **coefficient d'extinction local**. Nous pourrions finalement écrire la loi d'extinction sous la forme :

$$m_{HA} = m - \frac{k}{\cos z} \quad (8)$$

La magnitude de l'étoile hors de l'atmosphère m_{HA} s'exprime donc en fonction de la magnitude observée m , d'un coefficient d'extinction k et de la distance zénithale z . Naturellement, le coefficient d'extinction dépend du domaine spectral (par exemple U, B ou V). Il faudra donc déterminer les coefficients k pour chaque filtre utilisé.

2.3.3 La méthode pratique de correction de l'extinction atmosphérique. Elle consiste à observer la même étoile à des hauteurs différentes avec les filtres du système U, B, V, tout au long de la nuit. On note le complément de la hauteur (appelé distance zénithale et noté z - cf. Figure 7), et l'éclat de l'étoile pour chaque hauteur. On trace une courbe des magnitudes ou des éclats d'une même étoile en fonction de sa hauteur. En pratique (voir la figure 9 ci-dessous) on porte en ordonnée les magnitudes apparente m pour une longueur d'onde λ du filtre utilisé (système UBV) et en abscisse la valeur $1/\cos z = \sec z$. La pente de la droite, dite droite de Bouguer, est indépendante de l'étoile; elle mesure le coefficient d'absorption. Une fois déterminé, il peut être appliqué ensuite à toutes les autres étoiles étudiées pendant la nuit. Plus loin, nous verrons comment intégrer cette correction aux mesures effectuées pour une étoile quelconque.

Nous avons présenté les principes et montré qu'en première approximation la magnitude brute est affectée selon une loi simple (Relation (8) ci-dessus).

Rappelons que m_{HA} est la magnitude que nous aurions obtenue hors de l'atmosphère et z est la distance angulaire entre le zénith et la direction de l'étoile. La valeur de k représente le coefficient d'extinction atmosphérique. Il est positif, donc la magnitude hors atmosphère est plus petite, c'est-à-dire que l'étoile est plus brillante, ce qui est normal. Ce coefficient k varie d'une nuit à l'autre, d'une couleur à l'autre (i.e. les valeurs k_U , k_B et k_V sont très différentes) et parfois même d'un moment à l'autre au cours de la nuit. Quand nous avons une nuit parfaitement "photométrique", absolument sans nuages du début à la fin, nous pourrions supposer que k est constant pour cette nuit là.

La relation (8) nous montre que pour calculer la magnitude corrigée de l'extinction atmosphérique (ce que nous avons appelé la magnitude hors atmosphère) il suffit de connaître k pour les trois couleurs U, B et V. Comment déterminer ces coefficients d'extinction ?

La méthode consiste à construire les droites, dites *droites de Bouguer*, pour chacune des couleurs utilisées. On choisit une nuit qui promet d'être "photométrique", et dès le début de nuit on observe une étoile quelconque au méridien (si possible assez proche du zénith). Cette étoile sera mesurée cinq ou six fois tout au long de la nuit, jusqu'à ce que sa distance zénithale soit proche de 60 degrés (au-delà, la loi de Bouguer n'est plus applicable, car il faut tenir compte de la réfraction qui augmente la longueur du trajet lumineux dans l'atmosphère⁵). Lors de chaque mesure on note la valeur absolue de l'angle horaire de l'étoile. C'est simplement l'écart entre le temps sidéral t et l'ascension droite α de l'étoile : $|H| = |t - \alpha|$. Pour la latitude du lieu d'observation et pour la déclinaison de l'étoile, nous pourrions alors obtenir directement le terme $1/\cos(z)$, ce qu'on a l'habitude d'appeler la fonction sécante(z), $\sec(z)$ en abrégé. Avant l'apparition des ordinateurs le calcul de $\sec(z)$ était effectué avec un abaque. La figure 8 montre l'abaque construit pour la latitude de l'Observatoire de Haute-Provence. Il suffit d'aligner la valeur de l'angle horaire et la déclinaison de l'étoile pour lire sur la troisième courbe la valeur de $\sec(z)$. En photométrie courante, cette valeur ne doit pas dépasser 2 ou 2,5. Dans les sites de haute montagne, il est possible d'aller bien au-delà. Le $\sec(z)$ est remplacé alors par la "masse d'air" qui estime la longueur effective d'atmosphère traversée en tenant compte de la courbure des rayons lumineux causée par la réfraction. On peut atteindre alors des masses d'air de 4 ou 5. Pour $z < 60^\circ$ la masse d'air se confond pratiquement avec $\sec(z)$.

Vous vérifierez sans peine que si vous voulez observer une étoile à une déclinaison de -10° sans dépasser $\sec(z)=2$, vous ne devrez pas vous écarter du méridien de plus de 2 heures.

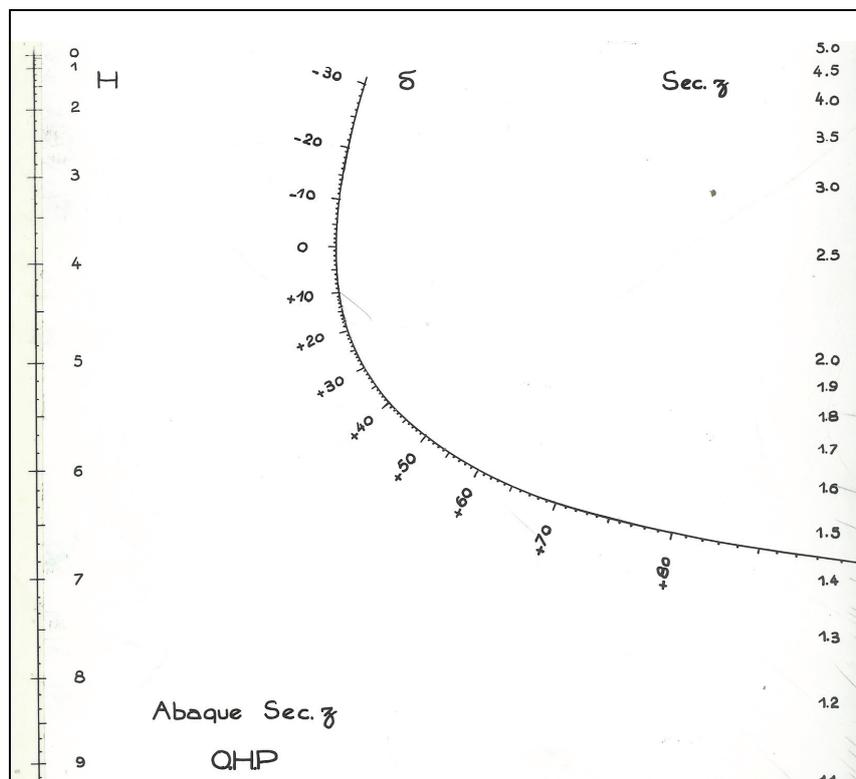


Figure 8 : Abaque utilisé à l'OHP avant la généralisation du calcul informatique, pour calculer $\sec(z)=1/\cos(z)$.

⁵ Dans les sites de haute montagne, il est possible d'aller bien au-delà en travaillant à $\sec(z)=4$ ou 5. Dans ce cas, le $\sec(z)$ est remplacé par la "masse d'air" qui estime la longueur effective d'atmosphère traversée en tenant compte de la courbure des rayons lumineux causée par la réfraction. Pour $z < 60^\circ$ la masse d'air se confond pratiquement avec $\sec(z)$.

La construction des droites de Bouguer se fait en portant m en fonction de $\sec(z)$. La pente de la droite qui passe au mieux par tous les points est le coefficient d'extinction pour la couleur considérée. La magnitude hors atmosphère de l'étoile en question est l'ordonnée à l'origine. On note qu'il n'y a pas de point correspondant à $\sec(z)=1$, car c'est au zénith ($\sec(z)=1$) que l'épaisseur d'atmosphère que doit traverser la lumière est la plus petite.

La figure 9 donne l'aspect d'un tel graphique. Que faire si les points ne sont pas alignés ? La seule chose à faire est de jeter toutes les mesures de la nuit. Si la nuit est devenue mauvaise en fin de nuit, il sera possible éventuellement d'utiliser les premières heures d'observation.

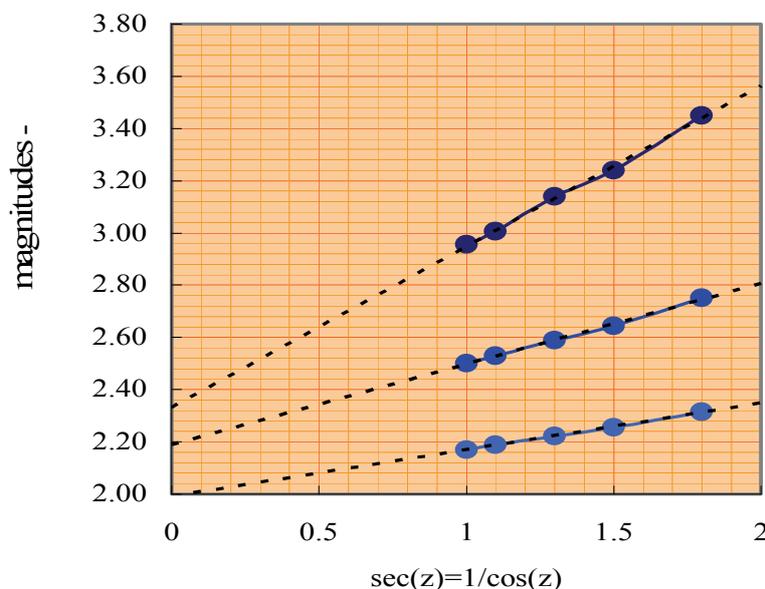


Figure 9. Les droites de Bouguer en U (en haut), B (au milieu) et V (en bas). Les magnitudes de l'axe des ordonnées sont des magnitudes internes. Les régressions linéaires ajustées sur les données donnent des coefficients d'extinction atmosphérique typiques : $k_U=0,6$; $k_B=0,3$ et $k_V=0,17$.

Quand nous avons pu obtenir les coefficients d'extinction k_U , k_B et k_V , nous pouvons corriger nos magnitudes brutes de toutes les étoiles de notre programme, pour obtenir les magnitudes hors atmosphère que nous désignerons par u , b , v , en lettres minuscules. Le calcul est simple (la distance zénithale z est calculée pour chaque observation) :

$$\begin{aligned} u &= m_U - k_U \sec(z) \\ b &= m_B - k_B \sec(z) \\ v &= m_V - k_V \sec(z) \end{aligned} \quad (9)$$

Nous avons maintenant à raccorder nos magnitudes hors atmosphère u , b , v aux magnitudes du système standard U , B , V international UBV .

2.4 Raccordement au système standard

Le principe est là encore très simple. Au cours de la mission d'observation, lors d'une belle nuit photométrique, nous avons pris la précaution de mesurer une dizaine d'étoiles connues dans le système UBV standard. Ces étoiles seront les étoiles d'étalonnage. On trace alors les graphiques de U en fonction de u , de B en fonction de b et V en fonction de v . Les points représentatifs des étoiles d'étalonnage devraient se placer sur des droites pour chacune des couleurs. On fait passer les meilleures droites possibles par les points et on détermine pour chacune la pente p et l'ordonnée à l'origine q selon les équations :

$$\begin{aligned}
 U &= p_U \cdot u + q_U \\
 B &= p_B \cdot b + q_B \\
 V &= p_V \cdot v + q_V
 \end{aligned}
 \quad (10)$$

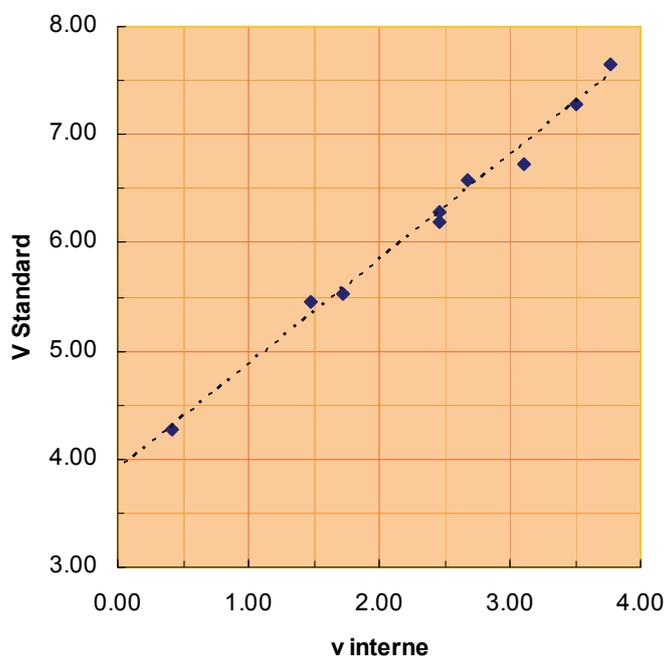


Figure 10 : un exemple d'une droite de raccordement pour raccorder v à V .

Chaque étoile du programme est ensuite raccordée au système UBV par ces équations simples. La dispersion de chacune des relations permet d'estimer l'incertitude de nos mesures.

Quelles sont les anomalies qui peuvent expliquer que les points représentatifs des étoiles d'étalonnage ne s'alignent pas sur une droite ? A cela plusieurs causes :

- Notre récepteur n'a pas une réponse "linéaire". Cela signifie que quand on double l'éclat de la source, l'intensité photoélectrique n'est pas doublée. Ce phénomène ne devrait pas être causé par le photomultiplicateur lui-même mais plutôt par un défaut du montage optique ou électronique (amplificateur de sortie non "linéaire"). Nous verrons dans l'application pratique des exemples de ce type de défaut.
- Une autre cause peut être la courbe de réponse en longueur d'onde de notre appareillage (combinaison filtre et cathode du PM) trop différente de la courbe de réponse du système standard UBV. Le système d'équation (10) est sensé corrigé des petits écarts inévitables, mais il ne peut pas vous donner une bonne mesure par exemple de V si le filtre utilisé est rouge. Ce phénomène peut être insidieux. En effet, les points peuvent s'aligner sur une droite mais la pente p peut différer beaucoup de l'unité.
- Une autre cause peut être simplement la mauvaise qualité de nos mesures. Si la correction d'extinction atmosphérique est mauvaise ou, plus simplement, si le temps n'était pas photométrique.

Maintenant que nous savons mesurer des magnitudes U , B et V dans le système standard, voyons comment utiliser ces mesures pour étudier les étoiles. Nous allons découvrir deux diagrammes fondamentaux.

3 Les diagrammes pratiques

3.1 Le diagramme HR (Magnitude absolue en fonction de B-V)

Hertzsprung et Russell ont étudié indépendamment la façon dont les étoiles se répartissent dans un diagramme où l'on porte la magnitude absolue M_V en fonction⁶ de la différence B-V, ce qu'on appelle un indice de couleur ; c'est une notion que nous comprenons à la lumière du premier chapitre 1.2. Le problème, naturellement est de calculer la magnitude absolue en V.

Nous savons le faire à partir de la relation (6) du chapitre 1.1, mais il faut connaître la distance. Hertzsprung et Russell ont utilisé chacun une méthode différente :

L'un (Russell) a construit le diagramme en utilisant les étoiles d'un même amas stellaire. Dans ce cas toutes les étoiles sont à la même distance. D'après la relation (6) on voit que la magnitude absolue M_V ne diffère de V que par une constante. Le diagramme est donc un diagramme en valeur relative, il n'en montre pas moins la distribution des étoiles dans ce diagramme.

L'autre (Hertzsprung) a utilisé toutes les étoiles dont la parallaxe était mesurable. Rappelons que la parallaxe est, par définition, la moitié de l'angle entre les deux directions de l'étoile, projetées sur le plan de l'écliptique, à six mois d'intervalle⁷. La parallaxe ω , mesurée en seconde d'angle, est reliée à la distance mesurée en parsec (pc) par la relation simple (qui sert de définition pour le parsec) :

$$d(\text{pc}) = \frac{1}{\omega(")} \quad (11)$$

Le diagramme, cette fois-ci, est un diagramme absolu, qui traduit la même réalité que le premier diagramme. Ce diagramme est désormais appelé le diagramme HR, en mémoire aux découvreurs : Hertzsprung et Russell.

Nous allons construire ce diagramme en utilisant le catalogue stellaire des étoiles brillantes; le célèbre "*Bright Star Catalog*". Nous y avons sélectionné les étoiles de parallaxe connue et ayant des mesures U, B et V. Ce travail a été fait avec un tableur. Montrons le résultat (Figure 11):

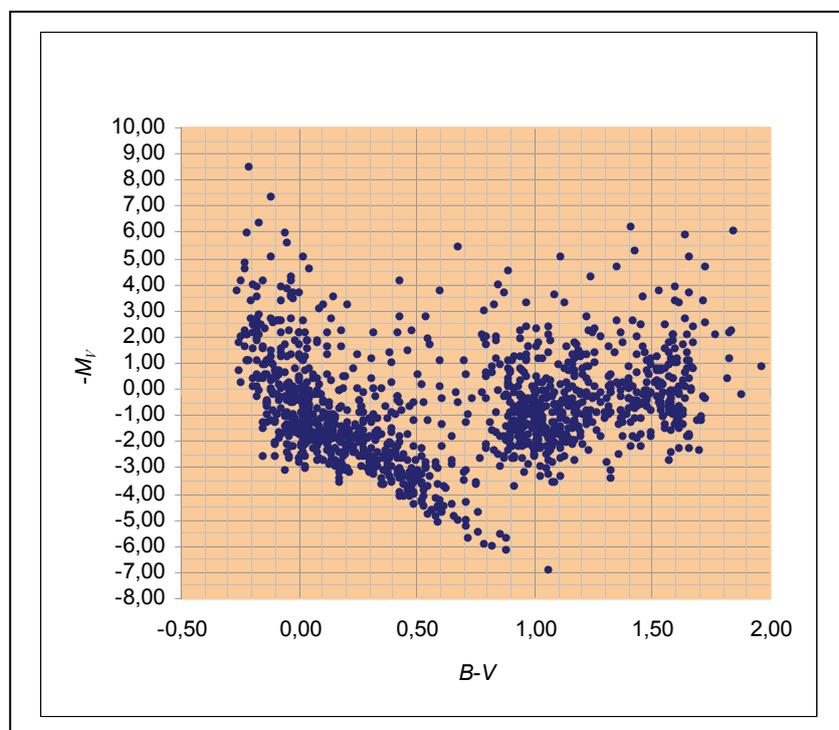


Figure 11 : Diagramme HR construit à partir du "Bright Star Catalog". Notons que l'axe des ordonnées est gradué pour les étoiles les plus brillantes soient en haut du graphique (on a porté $-M_V$). L'axe des abscisses donne les étoiles les plus bleues (donc les plus chaudes) à gauche. L'information importante est que les étoiles ne se répartissent pas au hasard. À gauche les étoiles naines, à droite les étoiles géantes.

⁶ Historiquement, les astronomes utilisaient le type spectral qui, s'avère être bien corrélé à la température et donc à l'indice de couleur B-V

⁷ Il est facile de montrer que cette définition est équivalente à la définition officielle : la parallaxe d'une étoile est l'angle en seconde d'angle sous lequel on voit le demi grand axe de l'orbite terrestre.

Il a fallu l'avènement des calculs informatiques, dans les années 1960, pour qu'on comprenne la raison de la distribution des points représentatifs des étoiles. Durant la majorité de leur vie les étoiles restent dans la zone de gauche, dite la séquence principale. Puis une évolution rapide faite passer les étoiles dans la zone de droite où elles retrouvent une nouvelle période de stabilité. Ce parcours est effectué en un temps d'autant plus bref que les étoiles sont plus massives. Mais ceci est un autre sujet, celui de l'évolution stellaire, que nous n'aborderons pas plus en détail ici.

Le diagramme HR que nous avons construit ne fait pas apparaître un autre phénomène important et qui mériterait d'être pris en compte car il est lié à la localisation dans la galaxie. Il s'agit de l'extinction interstellaire. Nous allons le voir à l'aide du diagramme couleur - couleur.

3.2 Le diagramme couleur-couleur ((U-B en fonction de B-V)

En utilisant encore le *Bright Star Catalog*, nous pouvons porter à l'aide d'un tableur les points représentatifs des étoiles pour lesquelles les trois magnitudes U , B et V sont connues. Ici, il n'est pas besoin de connaître la distance, car les indices de couleur $U-B$ et $B-V$ n'en dépendent pas, du moins en l'absence d'extinction interstellaire. En effet, par différence de deux magnitudes apparentes, le facteur de la distance s'élimine en vertu de la relation (3). Voici le diagramme résultant (Figure 12):

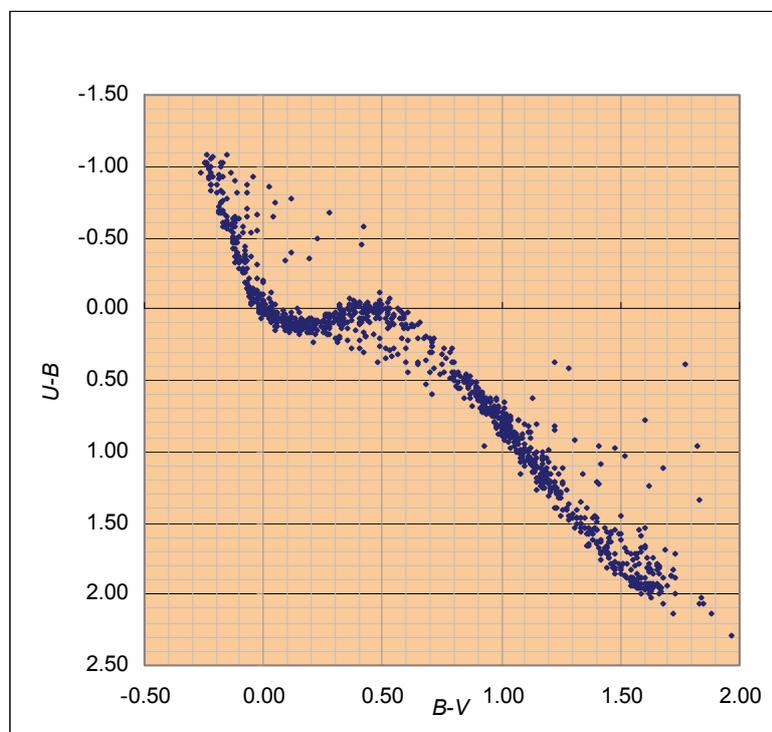


Figure 12 : Diagramme (U-B), (B-V). Toutes les étoiles semblent à peu près se placer sur la même courbe, à l'exception de quelques unes qui apparaissent plus "rouge", c'est-à-dire avec un B-V et un U-B plus grand (attention à l'orientation de l'axe U-B). C'est le phénomène de l'extinction interstellaire qui provoque ce rougissement.

Certaines étoiles quittent la courbe où toutes se regroupent. On dit qu'elles sont rougies car leurs couleurs $B-V$ et $U-B$ sont plus grandes. C'est le rougissement interstellaire. En effet, les étoiles proches du plan de la Galaxie sont plus ou moins noyées dans la poussière interstellaire du disque galactique. Cette poussière atténue plus les courtes longueurs d'ondes. Les grandes longueurs d'onde sont donc renforcées. Cet effet peut être mis à profit pour corriger de cet effet perturbateur, qui comme l'extinction atmosphérique modifie la magnitude apparente mesurée. Comment corriger de cet effet ? C'est ce que nous allons voir.

3.3 La correction d'extinction interstellaire

L'extinction interstellaire dépend de la quantité de poussière traversée par la lumière. Elle dépend donc fortement de la direction et de la distance de l'étoile. Selon la nature de la matière absorbante, les différentes longueurs d'onde seront affectées différemment. Mais il se trouve que la dépendance en longueur d'onde de cette loi est assez peu variable d'une région à l'autre du ciel, voire même d'une galaxie à l'autre, preuve que la nature de la matière absorbante est assez uniforme. Elle a été étudiée et nous la reproduisons (Figure 13) pour les trois bandes photométriques qui nous intéressent : U , B et V . Cette courbe représente l'extinction, relativement à la bande photométrique V . Donc, pour la bande V , cette extinction vaut exactement un. Les valeurs de cette extinction relative sont exprimées en magnitude par unité de longueur dans le milieu absorbant. Nous voyons que l'ultraviolet (point le plus à gauche) est beaucoup plus absorbé que le bleu (point du milieu), lui-même plus absorbé que le visible (point de droite). Si, le long d'un trajet donné, l'extinction vaut une magnitude en V , elle vaut 1,50 magnitude en U et 1,30 magnitude en B .

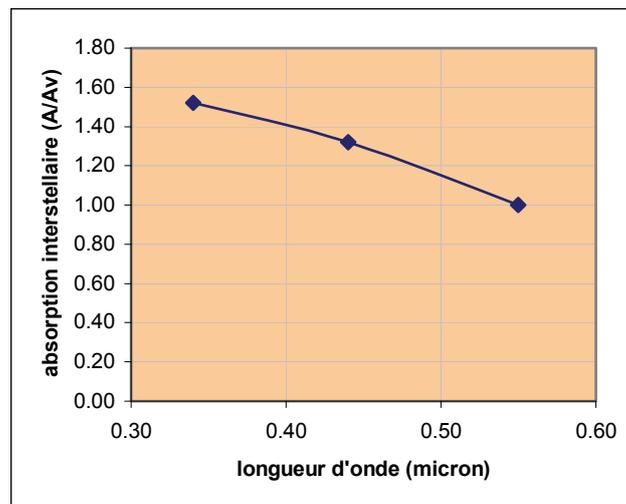


Figure 13 : Loi d'extinction interstellaire.

Les excès de couleur en $U-B$ ou en $B-V$ résultent directement de cette loi. Considérons une étoile qui aurait les magnitudes apparentes vraies (sans extinction) suivantes : $V_o=12,00$, $B_o=12,20$ et $U_o=12,35$. Le petit indice o signifie que ces magnitudes sont celles qu'on aurait s'il n'y avait pas d'extinction interstellaire. Les indices de couleur vrais sont $(B-V)_o=0,2$ et $(U-B)_o=0,15$. Essayez de voir où se situe l'étoile dans la Figure 12.

Si cette étoile est vue dans une direction où l'extinction totale en V est, par exemple, de 1,0 magnitude. La magnitude V observée sera alors : $V=V_o+1,0 = 13,0$. En B l'extinction sera de 1,3 magnitude et donc $B=B_o+1,3 = 12,20+1,3=13,50$. En U l'extinction sera de 1,5 magnitude et donc $U=U_o+1,5 = 12,35+1,5=13,85$.

Les indices de couleur observés sont donc : $B-V=0,5$ au lieu de $(B-V)_o=0,2$. On trouverait de même $U-B=0,35$ au lieu de $(U-B)_o=0,15$. Essayez de voir où se situerait le point observé sur la figure 10. Le point représentatif de l'étoile est clairement en dehors de la courbe représentant les étoiles non affectées par l'extinction interstellaire.

Pour cette étoile, l'excès de couleur $E_{(B-V)}=(B-V)-(B-V)_o=0,3$ magnitude. Il y aura un excès de couleur $E_{(U-B)}=(U-B)-(U-B)_o=0,2$ magnitude. Si on trace la ligne sur laquelle s'est déplacé le point représentant cette étoile, on trouve que la pente est positive (attention elle apparaît négative, car l'axe des $U-B$ est gradué en sens inverse sur la figure 12 (les valeurs les plus petites sont en haut)). La valeur de cette pente est $P=E_{(U-B)}/E_{(B-V)}=0,2/0,3 \approx 0,7$.

Nous arrivons à la remarque fondamentale. Cette pente ne dépend pas de l'extinction interstellaire totale. Donc, si une étoile est représentée sur la figure 12, nous pouvons connaître

ses excès de couleur. Il suffit de tracer la ligne de pente 0,7 passant par le point représentatif et de le ramener sur la courbe des étoiles non rougies. Le déplacement le long de l'axe des abscisses donne l'excès $E_{(B-V)}$, et celui le long des ordonnées donne $E_{(U-B)}$ ⁸. Or, et c'est là la remarque fondamentale que nous annonçons, l'extinction en V est 3,3 fois l'excès de couleur en B-V. Vous pouvez le vérifier avec l'exemple donné ci-dessus. L'extinction avait été prise égale à 1,00 magnitude. L'excès en B-V était alors de 0,3. Le rapport est bien de 3,3. En fait, ce rapport constant peut se lire directement sur la loi d'extinction (figure 13) puisque c'est cette loi qui donne les excès de couleur.

En résumé, la figure 12 nous permet d'avoir l'excès de couleur $E_{(B-V)}$, duquel on déduit l'extinction totale $A_V = 3,3 E_{(B-V)}$. On peut ainsi corriger les magnitudes apparentes V et obtenir les magnitudes apparentes V_o , corrigées de l'extinction interstellaire.

Notons, que l'utilisation du diagramme HR peut alors permettre d'obtenir les distances stellaires. En effet, le $(B-V)_o$ étant connu on sait placer l'étoile sur une abscisse donnée du diagramme HR. Si on suppose que toutes les étoiles sont des étoiles naines (ce sont les étoiles les plus nombreuses) on trouve la magnitude absolue M_v . Enfin, en combinant cette magnitude absolue avec la magnitude apparente V_o , on calcule la distance avec la relation (3).

Nous devrions refaire le diagramme HR en corrigeant toutes les étoiles de l'extinction galactique. Seules les étoiles proches du plan galactique seront sévèrement affectées, mais néanmoins le diagramme sera amélioré.

Dans le détail, les choses sont un peu plus complexes. Les lignes de rougissement ne sont pas exactement des droites, car le changement de couleur de l'étoile affecte la bande passante effective du système. Mais ce sont là des raffinements que nous pouvons souvent négliger.

4 Application pratique de la photométrie avec la méthode par comparaison

4.1 L'appareil photo numérique

Nous allons utiliser un appareil photo numérique simple. Celui que nous avons utilisé possède un zoom, mais ce n'est pas indispensable. L'appareil est un modèle de poche qui réalise des images au format jpg. L'appareil est monté derrière des jumelles à l'aide d'un petit support, facile à réaliser. L'ensemble est placé sur un pied photo (voir la Figure 14).



Figure 14 : l'appareil photo numérique monté derrière des jumelles et fixé sur un pied photo, à l'aide d'un petit support bricolé.

⁸ Il y a quelques cas où une indétermination peut se produire, car la droite de pente 0,7 peut couper deux fois la courbe des étoiles non rougies.

On peut essayer l'appareil sur un paysage en plein jour. Sans le zoom, on voit qu'il y a une certaine inhomogénéité du champ (figure 15). Avec le zoom, l'effet semble disparaître (figure 16). Si on photographie un ciel uniforme (figure 17), on voit immédiatement que l'effet "centre-bord" est très important. Nous verrons bientôt comment corriger un tel effet.



Figure 15 : Une inhomogénéité du champ apparaît, qu'il faudra corriger.



Figure 16 : L'inhomogénéité du champ disparaît en zoomant, mais pour réaliser une photométrie précise il faudrait tenir compte de l'inhomogénéité résiduelle. Le champ étant plus petit, le pointage d'une étoile donnée sera plus difficile.

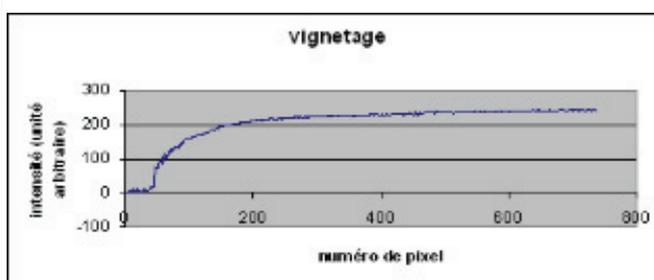
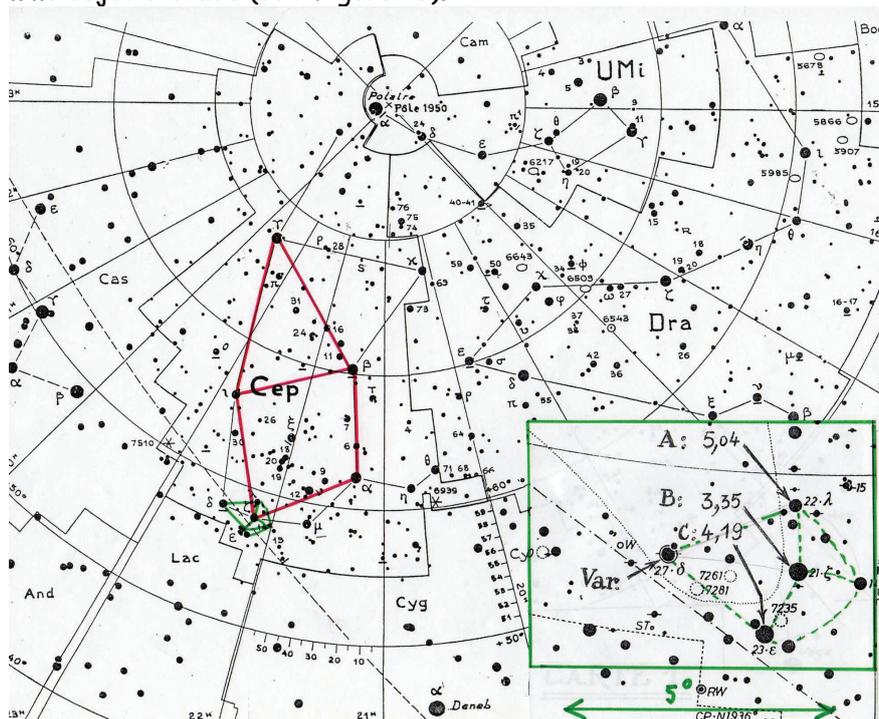


Figure 17 : L'inhomogénéité du champ apparaît très bien sur une photo d'un champ uniforme (région du ciel en plein jour). Une coupe le long d'un rayon du champ circulaire, montre bien que cet effet de vignetage se poursuit jusqu'au centre du champ, même si l'œil ne le perçoit pas.

Avec un tel montage, le capteur offre, comme une pellicule photo, une image d'une région assez vaste. Cette région couvrira par exemple la région autour de l'étoile δ Céphée que nous prendrons comme objet d'étude (voir Figure 18).



D'après un document de Daniel Bardin (CLEA)

Figure 18. Champ de δ Céphée. En vert nous voyons le champ couvert approximativement par les jumelles. Quelques étoiles du champ ont des magnitudes connues.

Voici les réglages que nous utilisons classiquement.

L'appareil est mis en mode Noir et Blanc (pas besoin de couleur puisque nous placerons un filtre devant les jumelles pour sélectionner la région spectrale souhaitée).

Nous mettrons l'appareil sur une sensibilité de 800 ISO et un temps de pose de 10 secondes.

Nous supprimerons le flash et mettrons le retardateur sur 2 secondes afin de prendre le cliché sans bousculer l'appareil.

4.2 Correction du vignetage

La méthode normale pour corriger de l'inhomogénéité de la sensibilité consiste à mesurer un champ "plat" (*flat*, en anglais), c'est-à-dire uniforme et un champ "noir" (*dark*, en anglais) obturateur d'instrument fermé (par exemple avec le bouchon sur le tube de visée). Pour corriger chaque cliché des variations de sensibilité on calcule **pour chaque pixel** (i, j) de l'image la valeur corrigée :

$$I(i, j) = \frac{Ib(i, j) - Id(i, j)}{If(i, j) - Id(i, j)} \quad (12)$$

Dans cette relation $Ib(i, j)$ est l'intensité brute du pixel (i, j) , $Id(i, j)$ est l'intensité correspondante du "dark", $If(i, j)$ est l'intensité correspondante du "flat" et $O(i, j)$ est l'intensité corrigée.

On voit que, si la sensibilité est faible en un point, que ce soit à cause d'un vignetage ou d'un défaut du pixel concerné, l'intensité de ce pixel sera divisée par une valeur plus petite et sera donc augmentée en proportion.

Disons tout de suite que nous ne procéderons pas de cette façon classique, car les fichiers produits par un petit appareil photo numérique sont dans un format (en l'occurrence format JPG) qui ne se prête pas facilement à ce traitement. Nous procéderons d'une façon plus simple. Chaque étoile à mesurer sera placée au centre du champ, à tour de rôle, et seule la mesure de l'étoile centrale sera prise en compte. Le centrage et la prise de vue sont si rapides, que ce sera presque comme si toutes les étoiles étaient mesurées simultanément. Puisque chaque mesure est faite dans la même région du capteur, il n'y aura pas de correction d'effet centre-bord.

4.3 Mesure de la magnitude brute

Nous allons voir maintenant comment extraire la magnitude brute (ce que nous avons appelé m dans la relation (2), ou m_λ dans la relation (4), λ désignant le domaine spectral étudié). Nous utilisons un logiciel remarquable et gratuit, écrit par Christian Buil (IRIS)⁹. Ce logiciel permet d'obtenir directement la magnitude moins le fond de ciel (relation (7) au chapitre 2.2).

Iris propose trois méthodes avec l'option "Analyse+photométrie d'ouverture" (analysis+aperture photometry", en anglais).

- La première est absolument identique à celle que nous avons présentée précédemment. C'est-à-dire que l'on mesure le flux correspondant à étoile plus le fond de ciel, dans une ouverture que l'on choisit (en général on prend une ouverture circulaire assez grande pour contenir toute l'étoile). On mesure ensuite, avec la même ouverture, le flux du fond de ciel seul, très près de l'étoile. On applique alors la relation (7) pour avoir la magnitude m .
- La deuxième méthode consiste à choisir deux ouvertures concentriques. Le flux de l'étoile plus fond de ciel sera mesurable dans la plus petite ouverture et le fond de ciel sera mesuré dans la couronne circulaire qui entoure l'étoile. Il y a à prendre en compte la différence de surface des deux zones d'intégration, mais le programme le fait et donne directement la magnitude brute m .
- La troisième méthode est similaire à la seconde, elle permet simplement de définir la couronne de fond de ciel détachée de l'ouverture. Ceci est utile pour mesurer le fond de ciel dans le cas où une petite étoile parasite est très proche de l'étoile à étudier. Dans la majorité des cas la deuxième méthode est tout à fait suffisante.

Pour être sûr que vous avez bien compris, vous pouvez essayer de retrouver la magnitude brute par la méthode 1, plus manuelle, et par la méthode 2, plus automatique. Vous devez trouver, la même valeur, aux incertitudes près.

Avant de terminer il faut contrôler que la mesure n'est pas saturée. En effet, si le flux est trop fort sur certains pixels, tous seront mis à la même valeur maximum. Si c'est le cas, une seule méthode : refaire un nouveau cliché en réduisant le temps d'exposition ! IRIS permet de faire ce contrôle simplement. On réalise un "coupe photométrique" avec l'option "vue+coupe" (view+slice, en anglais). La coupe se fait entre deux points que l'on choisit pour qu'elle passe par le maximum d'éclat de l'étoile. Automatiquement, le programme affiche la coupe. Si, l'étoile est saturée, on le voit immédiatement à l'aspect aplati (voir la figure 19). L'intensité maximum possible est de 255 en unités internes. Le maximum de l'étoile la plus brillante doit être aussi proche que possible de cette valeur mais sans jamais l'égaliser.

⁹ Voir l'initiation rédigé par l'un de nous (A.B.) à l'Annexe A

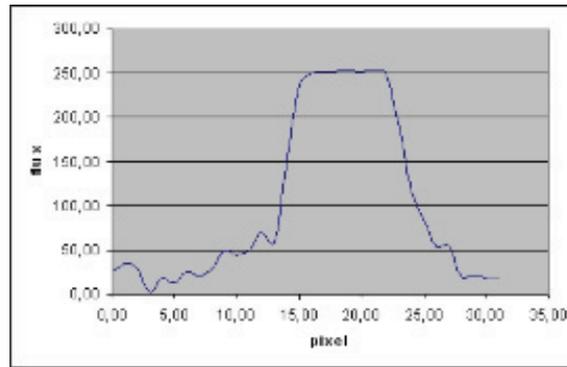


Figure 19. L'effet de saturation résultant d'une surexposition.

4.4 Calcul des magnitudes standard

La méthode que nous allons présenter s'appelle la méthode par comparaison. Les observateurs d'étoiles variables utilisent cette méthode en mesurant les magnitudes brutes à l'œil nu, dans une échelle arbitraire, selon la technique d'Argelander. Nous allons procéder de manière similaire, mais en utilisant nos magnitudes brutes obtenues avec un appareil photo numérique, comme nous venons de le voir.

Nous avons donc obtenu les magnitudes brutes de plusieurs étoiles du champ (par exemple le champ de δ -Céphée). Certaines des étoiles ont une magnitude V connue, d'autres, comme δ -Céphée elle-même, ont une magnitude inconnue au moment de l'observation (cas d'une étoile variable, d'un astre inconnu, etc.). Comment corriger de l'extinction atmosphérique et comment raccorder les mesures au système standard international ? C'est ce que nous allons voir maintenant. Les choses seront heureusement extrêmement simples.

Toutes les magnitudes ont été obtenues dans un intervalle de temps petit. Même si nous avons recentré chaque étoile et mesuré à travers un filtre bleu et un filtre jaune (il n'est pas question de pouvoir mesurer l'ultraviolet avec un capteur d'appareil photo), nous avons pu faire cinq ou six étoiles en cinq minutes. Il est d'ailleurs judicieux de faire toutes les mesures en bleu, puis toutes les mesures en jaune (voire même un lot de mesure en rouge). On aura double (voire triple) travail de recentrage mais les clichés d'une couleur donnée seront tous pris dans un intervalle de temps court.

Si la distance zénithale n'a pas varié significativement d'une étoile à l'autre et si l'extinction atmosphérique n'a pas variée pendant ces quelques minutes, l'extinction atmosphérique sera la même pour toutes les étoiles. D'après la relation (8), toutes les magnitudes pourront être considérées comme des magnitudes hors atmosphère, à une constante près. Ces magnitudes sont toujours exprimées dans notre système interne qui inclut donc la correction d'extinction atmosphérique constante. Ces magnitudes seront, comme précédemment, désignées par b et v (et éventuellement r si nous avons fait une mesure en rouge).

Reste seulement à faire le raccordement au système standard avec les étoiles déjà connues dans ce système (le logiciel gratuit Stellarium donne, pour un très grand nombre d'étoiles, une magnitude visuelle V et l'indice de couleur $B-V$, dont nous pouvons tirer la magnitude B). Il suffit donc d'appliquer les deux dernières équations du système (10) avec les étoiles standard. Si nos filtres bleu et jaune sont assez semblables aux filtres B et V standard, la magnitude B devrait varier linéairement avec b et la magnitude V devrait varier linéairement avec v . Il suffit d'utiliser un tableur. Dans une colonne nous portons V et dans une autre colonne v . Nous cherchons la meilleure relation entre V et v . Une représentation linéaire nous permet d'obtenir la pente p_v et l'ordonnée à l'origine q_v . Notons que si l'ensemble de notre système est satisfaisant nous devrions avoir une bonne représentation linéaire et la pente p_v devrait être proche de l'unité. Sinon, nous pouvons avoir une courbure et/ou une pente très différente de l'unité.

Notons enfin que pour calculer directement l'indice $B-V$, on peut essayer de faire directement la régression $(B-V)=p(b-v) + q$, où p et q sont deux constantes à déterminer, comme précédemment, par une relation linéaire.

Quand nous avons les coefficients de raccordement, toute mesure de magnitude interne obtenue dans les mêmes conditions pourra être convertie en mesure standard. On peut ainsi construire la courbe de lumière de l'étoile variable δ -Céphée.

4.5 Analyse des premiers résultats

Nous allons donner quelques exemples des différents essais que nous avons faits pour appliquer la méthode. Nos filtres ne sont sans doute pas très conformes aux véritables filtres du système standard et, qui plus est, notre capteur, n'a certainement pas la même réponse spectrale qu'un photomultiplicateur.

Tout d'abord montrons (figure 19) le résultat d'un raccordement en V , avec beaucoup d'étoiles mais avec des clichés surexposés et non corrigés du vignetage.

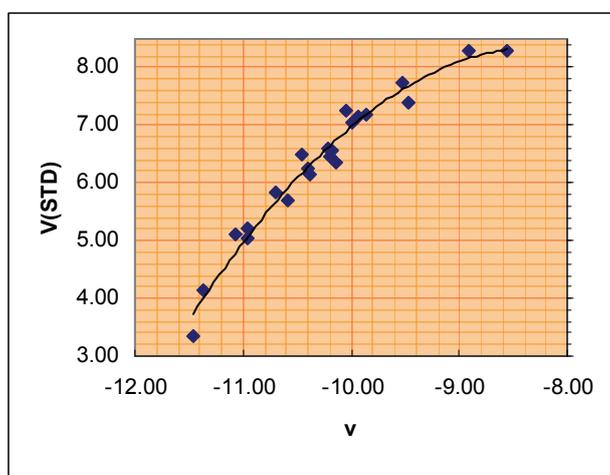


Figure 19 : Un exemple d'une mauvaise courbe de raccordement. La courbure est énorme et la dispersion des points est très grande (0,21 magnitude).

Même en ajustant la distribution des points par un polynôme du second degré, la précision ne peut pas être meilleure que 0,21 magnitude. La pente moyenne qu'on obtiendrait par un ajustement linéaire serait très différente de un. Mal utilisée la méthode est moins bonne que ce que l'on peut faire à l'œil nu avec un peu d'entraînement.

Nous avons utilisé alors la méthode qui consiste à recentrer chaque étoile pour éviter le phénomène de vignetage. Nous n'avons utilisé que quatre étoiles standard qui encadrent bien l'étoile variable à mesurer. Ce nombre limité d'étoiles nous a permis de faire toutes les mesures sur un intervalle de temps court pour que $\sec(z)$ ne varie pas significativement d'une étoile à l'autre. La courbe de raccordement devient bien meilleure (figure 20). Tout d'abord, la courbure est plus faible au point de pouvoir être négligée en faisant un ajustement linéaire. Dans ce cas l'incertitude est de l'ordre de 0,11 magnitude, ce qui est comparable à ce que font visuellement les bons observateurs. Si nous ajustons la courbure, l'incertitude tombe à 0,01 magnitude, ce qui est excellent. Il ne faut cependant pas se réjouir trop vite. L'erreur réelle est sans doute un peu plus forte et la pente moyenne de la courbe de raccordement est encore un peu forte (1,75 au lieu de un). Le fait qu'une courbure subsiste nous indique que soit la courbe de réponse globale de notre appareillage (filtre+ récepteur) est trop différente de celle des filtres standard, soit que notre recentrage a été fait de manière trop approximative.

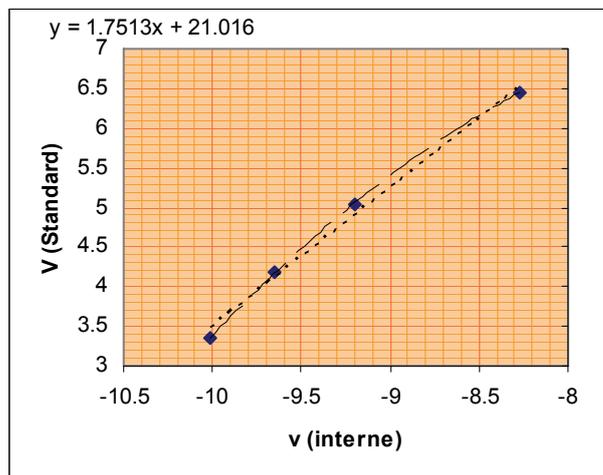


Figure 20 : Une courbe de raccordement obtenu après recentrage de chaque étoile. La courbure est faible. On peut espérer ainsi une précision de quelques centièmes de magnitude.

La prochaine étape consistera à vérifier ces hypothèses en peaufinant les réglages, par exemple en recentrant les étoiles et en zoomant pour réduire encore l'effet de vignetage. Nous essaierons d'autres filtres plus proches des filtres standard. Enfin, il sera peut-être possible de faire un montage qui permette de retrouver, avec un appareil photo numérique, le principe du montage de Fabry. A suivre donc...

4.6 Nos meilleurs résultats

En 2011, nous avons utilisé des filtres B et V, jadis utilisés en photométrie photoélectrique. Certes, la réponse spectrale d'un photomultiplicateur est différente de celle d'un petit appareil photo numérique, mais néanmoins, le résultat devrait être meilleur. Par ailleurs nous avons construit un petit mécanisme pour déplacer la ligne de visée de manière progressive, afin de réaliser un meilleur centrage des étoiles mesurées (Figure 21). Ainsi, nous devrions obtenir un résultat plus satisfaisant. Notons que nous avons essayé le zoom pour atténuer le vignetage, mais le repérage d'une étoile du champ de l'étoile variable Delta-Céphée était alors trop difficile et nous y avons renoncé.



Figure 21 : Système permettant un fin déplacement des jumelles (ou d'une lunette). L'appareil se fixe entre le pied photo et le support des jumelles (Figure 14)

Au cours de plusieurs belles nuits nous avons obtenu des courbes d'étalonnage très satisfaisantes (Figure 22), même si la pente est encore très différente de l'unité. Ce dernier

point révèle probablement un défaut dans la réponse spectrale de notre système filtre+récepteur. Une cause probable vient de ce que nous utilisons des jumelles dont l'optique est traitée pour renforcer le V, au détriment des autres longueurs d'onde.

L'écart type obtenu nous permet d'espérer une courbe de lumière acceptable pour l'étoile variable Delta-Céphée. Nous vous la présentons (Figure 23). On voit clairement la continuité de la variation. La période trouvée est de l'ordre de 6 jours, ce qui est une valeur proche de la réalité (5,4 jours), avec une magnitude variant de 3,5 à 4,2 selon l'ajustement impersonnel (la réalité est une variation entre 3,6 à 4,3).

La dernière étape consistera probablement en la construction d'une petite lunette simple avec une optique non traitée, voire même un véritable petit photomètre à lentille de Fabry. A suivre donc.

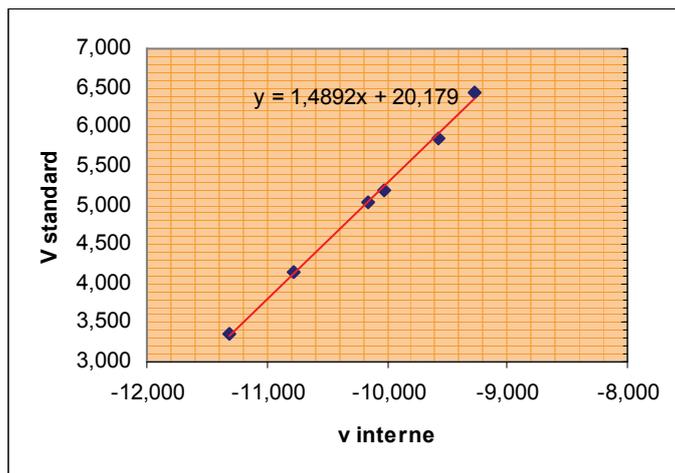


Figure 22 : La calibration est bien linéaire, même si la pente est encore très différente de l'unité. L'écart type calculé est de 0,05 magnitude.

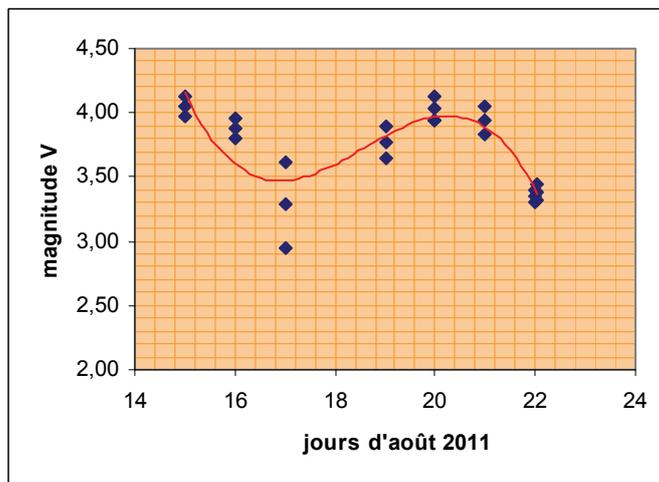


Figure 23 : Courbe de lumière obtenue au cours de six nuits d'affilé, avec trois mesures par nuit. La période est d'environ 6 jours et la variation est entre 3,5 et 4,2 magnitude, ce qui est bien conforme aux résultats connus.

Sources :

- A. Acker. *Astronomie, astrophysique. Introduction*. Paris. Dunod. 2005.
- P. Bakouline et al. *Astronomie générale*. Moscou. Editions MIR. 1974
- J. Dufay. *Introduction à l'astrophysique*. Paris. Armand Colin. 1961.
- L. Gouguenheim. *Méthodes de l'astrophysique*. Paris, Hachette, 1981.
- H. Karttunen. *Fundamental astronomy*. Berlin. Springer. 2003.
- P. Lena et al. *L'observation en astrophysique*. Paris. CNRS éditions. 2008.

La photométrie avec IRIS

Manuel d'utilisation A. Brémond

1- Paramétrage initial d'IRIS.

Fichier → Réglages → Chemin du répertoire de travail: donner celui où vous avez mis vos images.
Type de fichier. Trois choix de formats sont possibles: FIT, FTS et PIC¹⁰.

Chargez une image.

2- Photométrie simple: première méthode.

Avec la souris, entourez l'étoile d'un petit cadre.

Faites un clic droit et choisissez PSF (Point Spread Function: fonction d'étalement gaussienne)

On voit apparaître les données suivantes:

Position de l'étoile en X et en Y

Intensité¹¹ I qui est la somme des intensités de tous les pixels contenus dans le cadre.

B est l'intensité du fond du ciel

FWHMX et FWHMY sont les largeurs de la courbe d'intensité des pixels dans les directions X et Y.

Tapez OK puis Analyse → Afficher des données: même résultats que précédemment mais enregistrables dans un fichier.

Commande Profil → courbe avec, en ordonnée, l'intensité relative et en abscisse, la distance par rapport au centre (en pixels).

Options: on peut décocher la case Point → une courbe continue.

3-Photométrie d'ouverture.

Choisir le menu Analyse et Photométrie d'ouverture.

Pour localiser les mesures sur l'étoile on a le choix entre trois possibilités:

Une couronne autour de l'étoile

Deux couronnes adjacentes

Deux couronnes actives séparées par une couronne inactive.

On peut définir le rayon des cercles (en pixels).

Positionner le centre du ou des cercles sur l'étoile et faire un clic gauche.

Le résultat dépend du choix des cercles:

Avec un seul cercle on a:

- Les coordonnées du centre de l'étoile
- Le nombre de pixels contenus dans le cercle
- L'intensité

Avec deux cercles on obtient:

- les mêmes paramètres
- les caractéristiques du fond du ciel (autour de l'étoile)
- L'intensité et sa magnitude de l'étoile. Elle correspond à $2,5 \log(I)$, sans

constante d'étalonnage: c'est une magnitude relative. L'intensité du fond du ciel est soustraite de l'intensité de l'étoile.

N.B. : si deux étoiles sont trop proches, utilisez la commande ASCALE qui va modifier l'affichage.

¹⁰ Le format jpg des appareils photo numériques compacts est accepté mais pour des opérations simples.

¹¹ Notez bien que l'intensité n'est ni l'éclat ni la magnitude de l'étoile. Ce n'est pas non plus une intensité au sens physique du terme: c'est bien une intensité instrumentale.

4- Photométrie automatique.

Utile pour étudier les variations d'intensité d'une étoile variable.

Affichez les images prises à différents temps

Analyse → Sélection d'objets

Sélectionnez quatre étoiles, dont la variable choisie comme première image de la série. Cliquez d'abord sur la variable qui portera ainsi le n° 1.

Analyse → Photométrie automatique.

Vous obtenez les coordonnées des étoiles sélectionnées.

Renseigner le nom générique de la série et donner un nom au fichier de sortie pour sauvegarder les résultats.

Cocher: sortie en magnitude et photométrie d'ouverture puis OK

Les résultats sous forme de tableau donnent successivement

- le jour julien¹²
- la magnitude de la variable
- les magnitudes des autres étoiles choisies

Et cela pour chacune des vues successives du champ d'étoile que vous avez prises.

Pour visualiser la courbe de variation:

Graphique → Visualisation → Fichier: Verif.dat

* Pour en savoir plus: Leçons 12 et 13 du didacticiel de Christian Buil.

5- En pratique.

Il nous faut trois étoiles:

- B pour construire la droite de Bouguer
- S: étoile standard de magnitude connue
- E: étoile(s) à étudier

On dispose d'une magnitude dite "instrumentale": calculée par IRIS à partir de l'intensité qui est:

$$m = 2,5 \log(i)$$

Étape 1: on prend l'étoile B dont on va mesurer, au cours de la nuit, la magnitude instrumentale et sa hauteur h. On en déduit sa distance zénithale z:

$$z = 90^\circ - h$$

Puis sécante z:

$$\sec z = 1 / \cos z$$

Entre temps on fera les prises de vue sur les autres étoiles à étudier (étape 2) et pour une étoile standard. Bien noter les coordonnées en AD et δ des étoiles.

Il faut bien planifier son travail:

- Créer un répertoire pour l'étude
- Bien prévoir les noms des images, par exemple:

Bouguer 1, Bouguer 2, Bouguer 3...

Etoile Standard ou son nom réel

Étude 1, Étude 2...Étude n, pour chaque photo du champs d'étoiles où se trouve la variable à étudier.

- Noter les hauteurs des étoiles au moment des prises de vue.

¹²

Nombre décimal donnant le nombre de jour et le temps écoulé depuis midi.

CURIOSITY

Le robot CURIOSITY s'est posé sur la surface martienne. C'est un immense succès, ce robot va, pendant plusieurs années, rechercher des traces de vie extra-terrestre sur une planète du système solaire.

Jouons à imaginer la suite :

A- Curiosity ne trouve rien de probant. La probabilité qu'il n'y ait jamais eu de vie sur Mars passe de 0,999 à 0,999999. Mais quand même, a-t-on cherché au bon endroit, creusé assez profond ? Des instruments mieux adaptés, plus sensibles sont maintenant disponibles. Il faut y retourner avec cette instrumentation plus performante, et lancer une mission plus complète, plus internationale, plus chère...

B- Curiosity détecte ce qui semble être la trace d'une vie passée. C'est une nouvelle sensationnelle, le BUZZ du siècle. Il y aurait donc eu une vie sur Mars il y a très longtemps, vie qui aurait disparu à la suite de bouleversements dans l'environnement de la planète. Mais n'y aurait-il pas quelque endroit où elle aurait pu perdurer même sous une forme endormie ? Allez, il faut y retourner, chercher dans des endroits encore plus improbables, avec une instrumentation beaucoup mieux adaptée, et lancer une mission beaucoup plus complète, beaucoup plus internationale, beaucoup plus chère...

C- La probabilité était infinitésimale mais le robot détecte la trace d'une vie présente. La nouvelle déclenche un vrai délire médiatique, c'est le BUZZ du millénaire, que dis-je, le BUZZ absolu. Jusqu'à ce que quelqu'un suggère que c'est peut-être Curiosity qui a emporté depuis la Terre quelques spores de vie. La communauté scientifique se divise alors en deux groupes qui se déchirent :

- le groupe G1 pense que la contamination de Mars par Curiosity est probable. Il faut donc aller vérifier comment évolue cette contamination. A-t-elle muté ou s'est-elle éteinte d'elle-même dans l'environnement hostile de Mars ? Les règles de protection planétaires actuellement acceptées par les puissances spatiales se sont donc révélées insuffisantes, il faut donc les rendre encore plus draconiennes et surtout obligatoires. La mission sera extraordinairement compliquée, extrêmement coûteuse, très difficile à mettre en place car vraisemblablement du ressort de l'ONU, pour répondre à ces questions.

- le groupe G2 pense quant à lui que la contamination de Mars par Curiosity est peu probable. Les germes découverts par Curiosity sont plus vraisemblablement autochtones. Le risque qu'ils puissent provoquer quelque maladie pourrait représenter le danger absolu pour l'Humanité toute entière. Il faudrait inventer un moyen de détruire des germes capables de s'adapter à l'environnement martien.

Quel que soit le groupe qui arrive à convaincre les décideurs, il y a fort à parier que, dans le cas C, Mars serait alors déclarée planète interdite. Pour pouvoir continuer à rêver, il nous faut espérer que le résultat de Curiosity sera celui des paragraphes A ou B.

Raymond Rouméas