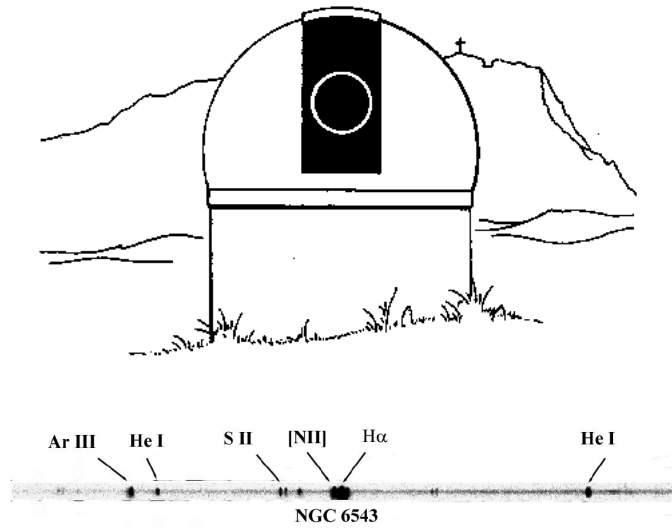


Projet d'étude spectrale des nébuleuses planétaires à l'observatoire de la SINNE

AAAOV 1997



par
Benjamin MAUCLAIRE

Sommaire

1	Introduction:	4
2	Mort d'étoiles et naissance d'un projet:	4
2.1	Cadre du projet:	4
2.2	Origines et nécessité de la spectroscopie:	4
3	Éléments de spectrométrie:	5
3.1	Petit historique de la spectroscopie:	5
3.2	Rôle de la spectrométrie:	5
3.3	D'où viennent les spectres?:	6
3.3.1	Relation couleur-température:	6
3.3.2	La lumière reliée à la matière:	6
3.3.3	Fonctionnement les transitions électroniques:	7
3.3.4	Relation entre transitions électroniques et photons:	7
3.4	Spectre d'émission:	8
3.5	Spectre d'absorption:	8
3.6	Conséquences des conditions physiques sur les spectres:	9
3.6.1	Source en déplacement:	9
3.6.2	Influence de la pression:	9
3.6.3	Effets de l'agitation:	9
3.6.4	Autres paramètres physiques:	10
3.7	Les réseaux; décomposeurs de lumière :	10
3.7.1	Définition du réseau:	10
3.7.2	Interférences constructives:	11
3.7.3	Interférences destructives:	11
3.7.4	Interférences avec des rayons d'incidence quelconque:	11
3.7.5	Dispersion (angulaire) du réseau D_a:	13
3.7.6	Dispersion spatiale du réseau:	13
3.7.7	Résolution du réseau:	14
3.7.8	Le blaze des réseaux à échellette:	15
3.7.9	Superposition des ordres:	15
3.8	Le système optique du spectroscopie:	16
3.8.1	Contraintes d'un spectromètre:	16
3.8.2	Rôle de la fente d'entrée:	17
3.8.3	La relation entre résolution et luminosité:	18
4	Spectroscopie des Nébuleuses Planétaires:	19
4.1	Rappel sur le stade de nébuleuse planétaire:	19
4.2	Composition spectrale générale des nébuleuses planétaires:	20
4.3	Informations astrophysiques apportées par la spectroscopie:	21
4.3.1	Les grandes catégories de données spectrales:	21
4.3.2	Vitesse radiale de l'astre:	21
4.3.3	Abondances des espèces atomiques:	21
4.3.4	Vitesse de rotation, turbulence, stratification et autres informations:	22

4.3.5	Champs magnétique et électrique:	22
4.3.6	Critères de classification des étoiles:	22
5	Environnement instrumental:	23
5.1	L'optique:	23
5.2	L'électronique:	23
5.3	L'informatique:	23
5.4	Montage global:	24
6	Protocole expérimental:	25
6.1	Acquisition des spectres:	25
6.2	Etalonnage en flux:	26
6.3	Etalonnage en longueur d'onde λ :	27
6.4	Traitement des images:	27
6.5	Calculs astrophysiques:	28
7	Conclusion:	29
8	Bibliographie:	30

1 Introduction:

L'astronomie étant une science, une association d'astronomes amateurs se doit de lui faire honneur. La pratique d'activités "scientifiques" ferait naître une certaine émulsion au sein de l'association et l'enrichirait en activités techniques.

Cela permettrait une utilisation intéressante du matériel et de satisfaire l'appétit scientifique d'adhérents passionnés.

Par conséquent, un projet scientifique serait certainement le bienvenu aux AAAOV.

2 Mort d'étoiles et naissance d'un projet:

2.1 Cadre du projet:

Avant de se lancer dans une quelconque entreprise, il est nécessaire d'analyser les paramètres qui entrent en jeu:

- Conditions générales d'observations
- Instrumentation requise
- Contraintes du site ...

Le ciel de l'observatoire de la SINNE n'est pas vierge de toute turbulence. De plus, il est proche de l'agglomération marseillaise et à fortiori aixoise, son ciel reste relativement lumineux.

D'autre part, l'instrument le plus performant dont nous disposons est doté d'une grande focale réduisant ainsi son ouverture.

Tous les objets de la voûte céleste ne sont donc pas particulièrement observables de façon optimum, notamment les objets très diffus tels que les galaxies. Pour une étude de qualité, seuls des objets lumineux et bien sûr intéressants sont candidats: les Nébuleuses Planétaires sont de ce type.

Aussi, la richesse d'information au niveau spectroscopique que ces objets possèdent est-elle assez importante pour y trouver un intérêt scientifique.

2.2 Origines et nécessité de la spectroscopie:

Depuis bien longtemps, l'objectif des astronomes a convergé vers l'étude des caractéristiques des astres qu'ils ont observés. Mais, pour cela, il faudrait pouvoir manipuler ces objets, les scruter de près, les décortiquer pour les analyser ... bref tout ce que l'on peut faire avec les objets que l'on rencontre sur Terre.

Or, les étoiles et les astres en général ne sont pas atteignables et seul leur rayonnement parvient à nous. Il faut donc nous résoudre à *faire parler la lumière*. Nous avons dû d'abord supposer que les lois physiques qui régissaient les astres étaient les mêmes que celles que nous utilisons sur notre planète.

Les physiciens ont alors été amenés à se poser la question suivante: **pourquoi un corps est-il lumineux ?** C'est ainsi que des modèles de rayonnement succédèrent à

des modèles atomiques et qu'une théorie établissant la correspondance entre les particularités du spectre (obtenu en dispersant la lumière) et les propriétés de la matière fut élaborée.

C'est cette théorie et ses applications que nous utilisons aujourd'hui pour percer les mystères qui résident derrière le cocon gazeux des nébuleuses planétaires.

3 Eléments de spectrométrie:

3.1 Petit historique de la spectroscopie:

Nous savons depuis des temps anciens que la lumière est formée de différentes composantes. Ainsi, Aristote expliquait que les couleurs étaient un mélange d'ombre et de lumière.

D'autre part, c'est en 1666 que Newton, lorsqu'il entreprit des expériences sur l'optique, constata que la lumière n'est en fait que la superposition de lumières colorées. Cependant, la mise en évidence de raies n'en est pas pour autant effectuée.

Il faut attendre 1802 avec Wallaston qui signale la présence de raies obscures et parallèles aux arêtes du prisme quand il étudiait la décomposition de la lumière solaire. Il y dénombra 354 raies à l'aide d'une loupe et fit le spectre d'autres objets tels Vénus, et diverses flammes ...

Enfin, c'est en 1859 que Kirchhoff établit les lois de l'analyse spectrale et explique la différence de nature entre les spectres d'émission et d'absorption.

Aujourd'hui, les applications de la spectroscopie ne s'arrêtent plus à la seule description des atomes présents dans l'objet observé, mais permet d'obtenir des informations sur les conditions physiques qui règnent autour et dans l'astre.

3.2 Rôle de la spectrométrie:

Il s'avère qu'aujourd'hui, la majeure partie de nos connaissances sur les astres découlent de l'étude spectrale. La **spectroscopie** est *l'étude de la répartition de l'énergie lumineuse selon la longueur d'onde*.

L'étude de la lumière nous venant des astres peut se faire principalement chez l'amateur à l'aide de deux moyens:

- Méthode des filtres
- Méthode de décomposition de la lumière

- **Grâce à des filtres:**

Les longueurs d'onde à étudier sont sélectionnées et le reste de la lumière est soit absorbé soit réfléchi. Cette méthode possède un faible rendement spectral car elle ne tient pas compte de l'information contenue dans les longueurs d'onde qui ne sont pas choisies.

- **A l'aide d'un disperser:**

Nous pouvons aussi procéder par décomposition de la lumière avec un *dispositif disperser* tel un **prisme** ou un **réseau**. C'est donc ce dernier qui fait apparaître un arc-en-ciel qui représente le spectre proprement dit de l'objet observé.

En bref, pour obtenir la séparation de la lumière de l'astre étudié en ses longueurs d'onde, nous ferons passer les faisceaux lumineux de l'objet sur un système dispersif. Ainsi, nous choisissons d'utiliser pour notre travail un réseau exploité en réflexion car c'est l'outil qui apporte le plus d'avantages.

3.3 D'où viennent les spectres ?:

3.3.1 Relation couleur-température:

Nous avons tous remarqué un jour que lorsque nous chauffons un bout de métal il se mettait à rougir et produisait spontanément de la lumière. Les physiciens établirent alors une loi du "bout de métal chaud" dont la généralisation est la *loi du corps noir* : **la couleur renseigne sur la température.**

Aussi, entendons-nous "couleur" au sens large car l'ultra-violet et l'infra-rouge ainsi que les rayonnements radio en sont. Par la suite, il a été associé à chaque "couleur" une longueur d'onde λ en *nanomètres nm* ou en *Angstroms Å*.

En fait nous savons que les photons ("particules" médiatrices de la lumière) possèdent une énergie égale à:

$$E = h\nu$$

De plus, la longueur d'onde est proportionnelle à la fréquence ν : $\lambda = c/\nu$ (c : vitesse de la lumière).

Il est donc naturel de **faire correspondre à une température une couleur, et à une couleur une longueur d'onde**.

D'autre part, nous avons vu que la couleur "renseigne" sur la température. Des études qualitatives ont montré que **la température** d'un corps chauffé jusqu'à être **rouge** était **inférieure** à un corps qui était parvenu à une couleur **bleue**.

Il ressort deux lois importantes de ces constatations:

- Loi de STEFAN: $E_{emise\ totale} = \sigma.T^4$
- Loi de WIEN: $\lambda_{max}T = C_{steconnue}$ (0.29)

C'est cette dernière loi qui peut être utilisée pour déterminer la température de l'astre rayonnant.

3.3.2 La lumière reliée à la matière:

Une seconde grande idée permet de constituer **la théorie qui fait la relation entre la lumière et la matière**: c'est la *quantification des niveaux d'énergie d'un atome*.

D'après la Physique Quantique, il est considéré que l'énergie des atomes ne peut prendre que certaines valeurs bien déterminées; on dit qu'elle est *quantifiée*. Chacune de ces valeurs porte le nom de **niveau d'énergie**.

Selon *l'état quantique*, il correspond une valeur de l'énergie de l'atome; on dit que *l'atome est dans un niveau d'énergie*. Et lorsque qu'il est dans son état énergétique le plus bas, on dit qu'il est dans son *état fondamental*.

3.3.3 Fonctionnement les transitions électroniques:

D'abord il faut discerner deux sortes d'électrons:

- Ceux des **couches internes**: ils sont “situés” dans des couches K,L,... bien déterminées et sont bien retenus par le noyau.
- Ceux de **la couche externe**: ils sont peu liés au noyau et sont susceptibles de passer d'une couche à une autre non encore occupée. Ce sont les électrons de valence étudiés en chimie.

Aussi appelle-t-on transition électronique le passage d'un atome d'un niveau d'énergie à un autre dû au changement de couche de l'électron. Le passage d'un état quantique (énergétique) n à p **plus petit** ($n > p$) **s'accompagne d'une perte d'énergie** pour l'atome, tandis que l'inverse ($n < p$) nécessite de fournir de l'énergie.

Comme l'énergie des états est quantifiée, celle des transitions l'est aussi. Par conséquent, un atome ne peut **fournir ou absorber seulement des énergies correspondant à ses transitions électroniques**. C'est ainsi qu'ont été modélisées schématiquement les transitions électroniques.

3.3.4 Relation entre transitions électroniques et photons:

Voici maintenant la question que nous sommes amenés à nous poser: comment les transitions électroniques produisent ou absorbent des photons ?

★ Considérons deux niveaux d'énergie E_n et E_p tels que $E_n < E_p$.

- Si l'électron passe de E_n à E_p :
- ★ L'électron doit capter un photon d'énergie:

$$E = E_p - E_n = h\nu_{np}$$

pour qu'il puisse passer au niveau d'énergie supérieur.

Ceci s'accompagne d'absorption d'énergie: il y aura alors une raie sombre dans le spectre. C'est un **spectre d'absorption**.

- Si l'électron passe de E_p à E_n :
- L'électron émet alors un photon qui possède une énergie égale à:

$$E = E_n - E_p = h\nu_{pn} = h\nu_{np}$$

Il apparaîtra dans le spectre une raie brillante. C'est un **spectre d'émission**. Ainsi, **l'énergie du photon produite ou absorbée est égale à l'énergie de la transition électronique**.

★ Détermination de la longueur d'onde du photon mis en jeu:

D'après les équations vues ci-dessus, nous en déduisons la fréquence ν_{np} du photon:

$$\nu_{np} = \frac{E_n - E_p}{h}$$

Comme $\lambda = \frac{c}{\nu}$, il vient:

$$\lambda_{np} = \frac{hc}{E_n - E_p}$$

Ainsi, **la longueur d'onde de la raie spectrale visible n'est autre que celle du photon mis en jeu lors de la transition électronique**.

On constate que **les raies brillantes des spectres d'émission correspondent aux transitions électroniques au cours desquelles l'énergie de l'atome diminue** et que **les raies sombres des spectres d'absorption correspondent aux transitions électroniques pour lesquelles l'énergie de l'atome augmente**.

Néanmoins, remarquons qu'entre deux niveaux d'énergie et le fondamental, il existe trois transitions électroniques possibles.

3.4 Spectre d'émission:

Les spectres d'émission proviennent de nuages de matière gazeuse qui sont excités par une ou des sources qui se trouvent en leur sein. Les atomes de l'espèce atomique constituant ce "gaz" possèdent alors tous les états énergétiques possibles.

Comme nous l'avons vu, à toutes les transitions électroniques possibles (de $n \rightarrow p$ tel que $E_n < E_p$) correspond un photon d'énergie $h\nu_{np}$ et donc une lumière monochromatique émise.

La fréquence de cette dernière est ν_{np} et sa longueur d'onde λ_{np} .

Les nébuleuses planétaires sont dans cette situation: elles posséderont un spectre d'émission.

3.5 Spectre d'absorption:

Dans le cas de spectres d'absorption, la source de photons est située derrière la matière absorbante. Seuls sont captés les photons dont l'énergie est égale à celle d'une transition électronique de l'espèce atomique constituant l'absorbant.

A cette énergie correspond une longueur d'onde qui sera celle de la raie noire observée sur le spectre. *Donc toutes les radiations de longueur d'onde λ_{np} correspondant aux transitions électroniques seront absorbées et par conséquent il apparaît une raie noire à sa place dans le spectre.*

C'est le cas des nébuleuses gazeuses: elles deviennent visibles grâce aux étoiles situées derrière.

3.6 Conséquences des conditions physiques sur les spectres:

3.6.1 Source en déplacement:

Il s'avère que lorsque la source se rapproche de l'observateur (c'est nous), ses fréquences donc ses longueurs d'onde (car $\lambda = c/\nu$) sont décalées vers des valeurs plus petites.

Ce phénomène est analogue au klaxon d'une voiture passant devant nous: lorsqu'elle arrive, le son semble plus aigu (augmentation des fréquences) et plus grave lorsqu'elle s'éloigne (diminution des fréquences).

De la même manière quand la source s'éloigne de nous, les longueurs d'onde sont décalées vers de plus grandes valeurs (tandis que les fréquences de ces longueurs d'onde diminuent; voir formule plus haut).

Ce décalage reste toutefois très faible et est régi par l'effet DOPPLER pour les ondes sonores et l'effet DOPPLER-FIZEAU pour la lumière:

$$\frac{v}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$$

Nous reviendrons à ce propos plus loin pour sa mise en application.

3.6.2 Influence de la pression:

La pression des atomes et molécules a pour effet immédiat d'augmenter la température: la grande pression fait augmenter le nombre de chocs entre molécules et par conséquent l'importance de la dissipation de l'énergie sous forme de chaleur. D'autre part, comme les molécules accusent d'un nombre de chocs différent, elles posséderont des énergies de valeurs proches.

Les conséquences sur la forme des photopics peuvent aller de l'élargissement au dédoublement. Les deux pics peuvent alors avoir des largeurs différentes dénotant une asymétrie au niveau de la dispersion des photons (aussi des électrons libres) de différentes énergies.

3.6.3 Effets de l'agitation:

Il arrive que le gaz soit particulièrement agité. Cela entraîne une multiplication des chocs entre atomes et entre atomes et particules qui provoque un échauffement du milieu.

La grande température fait entrer les atomes dans un plus grand nombre d'états énergétiques. Les photons qui seront alors émis par les transitions électroniques auront des longueurs d'onde dont les valeurs pour une transition seront nombreuses. Par conséquent, **la raie correspondant à une transition sera élargie.**

3.6.4 Autres paramètres physiques:

Il existe aussi d'autres phénomènes physiques qui sont à l'origine de modification des spectres. Il y a par exemple des lois qui relient la vitesse de rotation à la pression et par voie de fait agit sur la forme des raies.

3.7 Les réseaux; décomposeurs de lumière :

3.7.1 Définition du réseau:

D'abord nous allons donner une définition du réseau: un réseau de diffraction est un ensemble de traits parallèles et opaques placés sur un support transparent (réseau par transmission) ou sur un support réfléchissant (réseau par réflexion). Ils sont fabriqués soit par photo, soit par gravure, soit par moulage. Le nombre de traits par mm est très grand: 200 à 2000 traits par mm pour les réseaux usuels.

Nous présenterons dans les lignes qui suivent le fonctionnement des réseaux en réflexion: entre chaque trait du réseau, il y a diffraction de la lumière. **Les rayons lumineux émergent donc du réseau en interférant entre eux** (du fait de la diffraction des rayons entre eux). *Ce sont ces interférences qui font que dans certaines directions, seules certaines couleurs sont visibles.*

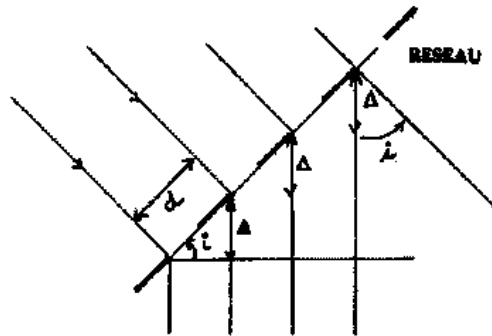


Fig. 1: Différence de marche entre rayons issus du réseau

Si l'on appelle n la fréquence des traits (nombre de traits par unité de longueur), on peut dire que la distance entre deux traits est: $d = \frac{1}{n}$. Ainsi la différence de chemin optique induite par le réseau est:

$$\Delta = \frac{1}{n} \sin(i_2)$$

On traduit le fait que les rayons ressortant avec la direction i_2 (angle entre le rayon diffracté et la normale à la surface du réseau), sont tous en phase (les signaux optiques constituant chaque rayon possèdent la même valeur dans la fonction "sinus" qui les représente).

3.7.2 Interférences constructives:

Etre en phase veut dire que Δ est un multiple de la longueur d'onde. Cela se traduit mathématiquement par la relation (k est un entier):

$$\Delta = k\lambda$$

Dans ce cas nous avons des interférences constructives entre les rayons de longueur d'onde λ , et la couleur correspondant à cette longueur d'onde est donc visible dans la direction \mathbf{i}_2 .

3.7.3 Interférences destructives:

Par contre si:

$$\Delta = k\lambda + \epsilon$$

Nous aurons des interférences destructives entre plusieurs rayons de longueur d'onde λ .

En résumé dans les deux cas, les seules couleurs visibles dans la direction \mathbf{i}_2 sont celles qui vérifient (par trigonométrie sur le schéma):

$$\Delta = \frac{1}{n} \sin(i_2) = k\lambda$$

C'est-à-dire:

$$\boxed{\sin(i_2) = nk\lambda}$$

- i_2 : angle de sortie du faisceau par rapport à la normale au réseau.
- n : le nombre de traits par unité de longueur.
- λ : la longueur d'onde (de même unité que la longueur ci-dessus)
- k : un nombre entier.

3.7.4 Interférences avec des rayons d'incidence quelconque: (cas général)

Par contre, si le faisceau ne tombe pas exactement perpendiculaire à la surface du réseau, cela rajoute un déphasage Δ' qui vaut: $\frac{1}{n} \sin(i_2)$

\mathbf{i}_1 est l'angle d'incidence des rayons par rapport à la normale au réseau.

La formule donnant alors la longueur d'onde des rayons ressortant sous l'angle i_2 devient:

$$\sin(i_2) + \sin(i_1) = nk\lambda$$

On note $p = a = \frac{1}{n}$

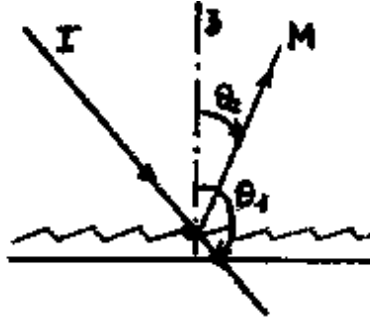


Fig. 2: Convention pour les angles θ_1 et θ_2

Nous observerons plusieurs spectres (faire la manip. simple avec la lampe à Argon d'étalonnage de la caméra), ce qui correspond à plusieurs valeurs entières de k . Nous appelons ces différents spectres les **ordres du réseau**.

- $k=0$: spectre d'ordre 0
- $k=1$: spectre d'ordre 1 (celui qui est généralement étudié)
- $k=2$: spectre d'ordre 2, etc ...

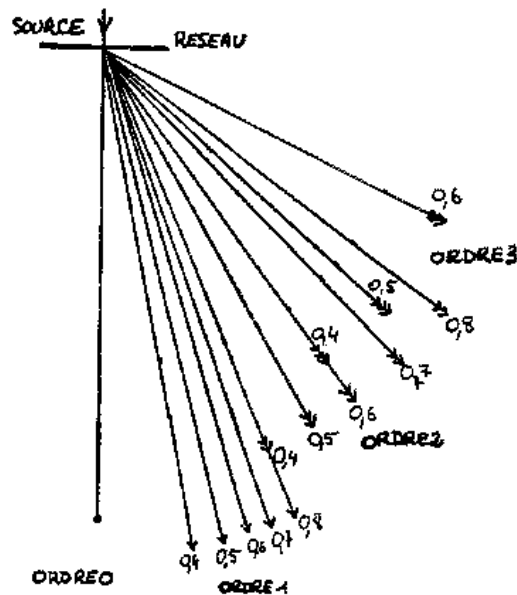


Fig. 3: Ordres d'un réseau

Aussi faut-il rappeler que plus l'ordre est grand, plus la dispersion est grande (donc une bonne résolution) et moins la luminosité des raies est importante (nous verrons plus loin la relation qui lie la luminosité à la résolution).

3.7.5 Dispersion (angulaire) du réseau D_a :

La dispersion est la **capacité à séparer des longueurs d'onde voisines** et dépend directement de n : plus n est grand, plus le réseau est apte à séparer d'un grand angle des rayons de longueur d'onde voisine. D'autre part, la dispersion dépend aussi de l'ordre du spectre.

Pour obtenir la dispersion d'un réseau, il suffit de différencier par rapport à λ la formule des réseaux énoncée au dessus. Nous obtenons la *dispersion angulaire*:

$$\frac{d}{d\lambda}[\sin(i_2) + \sin(i_1)] = \cos(i_2) \frac{di_2}{d\lambda} + 0$$

$$D_a = \frac{di_2}{d\lambda} = \frac{nk}{\cos(i_2)}$$

3.7.6 Dispersion spatiale du réseau:

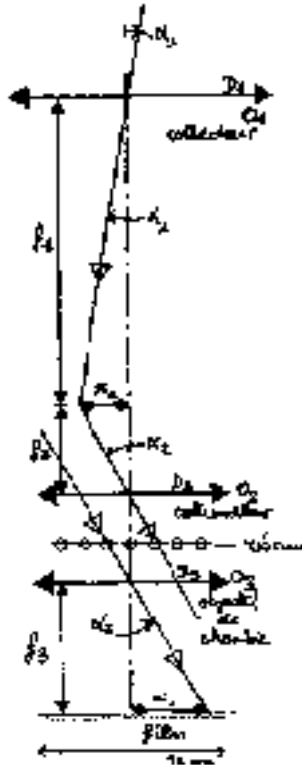


Fig. 4: Dispersion spatiale

Par définition, on a: $D_s = f \cdot D_a$, f étant la distance focale de la lentille de sortie du réseau à l'écran.

Mais nous n'allons pas procéder par ce biais, nous utilisons ici la géométrie du montage. On a le système optique suivant:

D'après le schéma, nous avons la relation: $\tan(i_2) = \frac{x}{f}$

Aussi, avec la formule des réseaux, on a: $i_2 = \text{Arcsin}[kn\lambda - \sin(i_1)]$

Comme $x = f.\tan(i_2) = D_s$,

Alors:

$$x = f.\tan[\text{Arcsin}(nk\lambda - \sin(i_1))]$$

$$x = f.\left[\frac{nk\lambda - \sin(i_1)}{\sqrt{1 - (nk\lambda - \sin(i_1))^2}}\right]$$

Nous verrons durant les manipulations l'intérêt de connaître la fonction $D_s(\lambda, i_1)$.

3.7.7 Résolution du réseau:

C'est un paramètre important du réseau car c'est sa **capacité à différencier deux longueurs d'onde très proches et espacées de $\Delta\lambda$** . Elle dépend du nombre total de traits qui sont éclairés par le faisceau; ceci provient du fait qu'il y aura d'autant plus d'interférences qu'il y a de traits au total **N**.

Au voisinage de la longueur d'onde λ , on ne peut différencier deux longueurs d'onde λ_1 et λ_2 que si:

$$\lambda_2 - \lambda_1 > \Delta\lambda$$

On note **R** la résolution du réseau qui est définie par:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$$

Il faut donc d'abord calculer $\Delta\lambda$ associé au réseau que nous possédons. **N** est le nombre total de traits et se recalcule avec la longueur **l** du réseau et le nombre de traits **n** par unité de longueur.

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda}{nl.k} = \frac{\lambda}{kN}$$

Donc

$$R = a \frac{di_2}{d\lambda}$$

car $a = l.\cos(i_2)$

Or la formule de dispersion donnait: $\frac{di_2}{d\lambda}$

On en déduit R:

$$R = \frac{akn}{\cos(i_2)} = nkl = kN$$

Par exemple, pour un réseau de $n=500$ tr/mm de longueur $l=40$ mm on aura à $\lambda = 6000 \text{ \AA}$ une résolution $\Delta\lambda = 0.3 \text{ \AA}$.

Aussi faut-il noter que cette résolution est théorique, c'est-à-dire la limite de ce qu'on peut espérer obtenir. En réalité, la résolution est toujours beaucoup moins bonne à cause des défauts de fabrication, la perte de luminosité due au système optique, etc ... on se ramène alors à une résolution de l'ordre de 1 ou 2 \AA .

3.7.8 Le blaze des réseaux à échellette:

Le profil de tels réseaux est le suivant:



Fig. 5: Réseau blazé

On constate que l'énergie maximale (la plus forte luminosité) n'est pas concentrée dans l'ordre 0 comme c'était le cas pour les réseaux classiques. Elle se situe dans un ordre k_φ pour des longueurs d'onde encadrant les maxima obtenus par la relation suivante:

$$2\sin(\varphi) = \frac{nk\lambda_k}{p}$$

φ : angle d'inclinaison d'une échellette.

En pratique, nous observons facilement l'effet de miroitement de chaque facette du réseau, qui pour $i_1 = \varphi + \pi/2$ ou φ réfléchissent directement la lumière. C'est ce que l'on appelle *un réseau blazé*.

3.7.9 Superposition des ordres:

Une des conséquences directes de la *formule de dispersion des réseaux* est la superposition des ordres. Nous savons que la dispersion est plus grande avec l'ordre: **plus nous observons le spectre dans un ordre grand, plus l'étalement des raies est important.**

Il s'avère alors que lorsque l'on regarde le spectre sur ses bords (là où la lumière devient moins intense et où c'est soit très rouge ou soit très bleu) à l'ordre 1 ou 2, les raies de l'ordre 3 viennent se chevaucher à celles de l'ordre précédent (le 2^{ième}).

Pour choisir les conditions d'utilisation du réseau, il est pratique d'utiliser les courbes suivantes pour des valeurs de k comprises par exemple entre -3 et +3:

$$\sin(i_2) = \frac{nk}{p} \lambda \quad (i_1 = 0)$$

On obtient le faisceau de droites suivant:

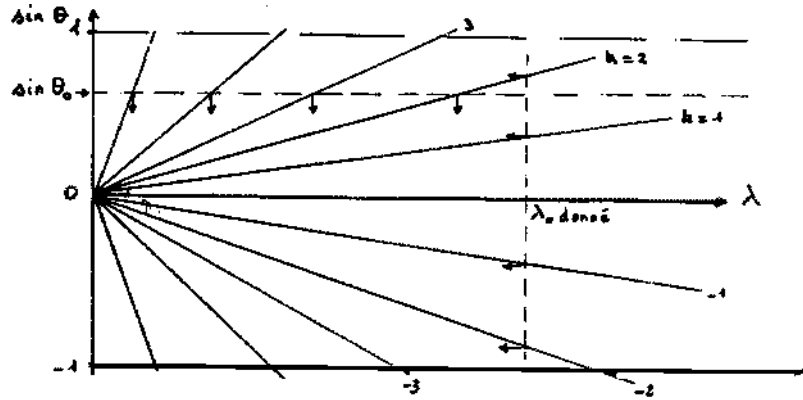


Fig. 6: Superposition des ordres d'un réseau

On l'utilise de deux manières:

- Pour un λ_k choisi, on lit verticalement les valeurs de $\sin(i_2)$ pour les ordres utilisables (selon la luminosité).
- Pour un $\sin(i_2)$ donné, on lit les λ_k qui se superposent, correspondant à chaque ordre.

3.8 Le système optique du spectroscope:

3.8.1 Contraintes d'un spectromètre:

Nous utilisons le dispositif suivant:

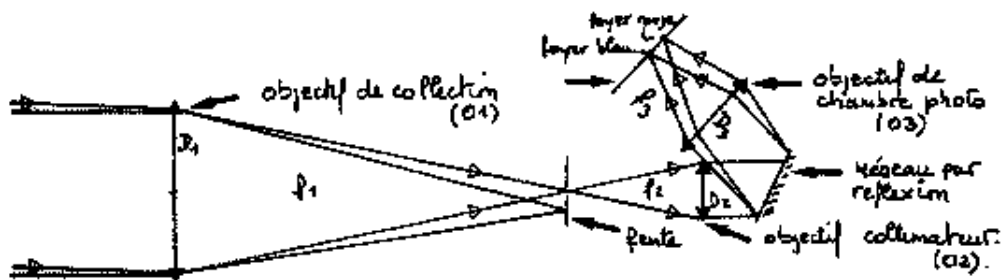


Fig. 7: Système en réflexion

De façon analogue, il existe le montage où le réseau est utilisé en transmission:

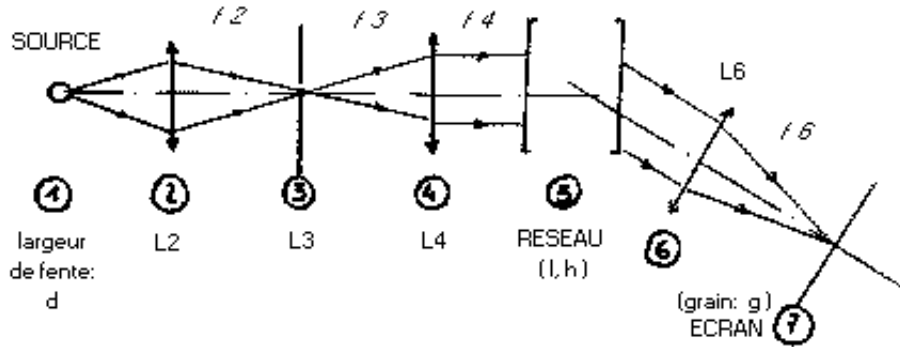


Fig. 8: Système en transmission

Aussi le choix des optiques autour du réseau est-il commandé par les lois de l'optique géométrique. Les indices des lettres (distances, focales, largeur ...) font référence à la numérotation utilisée dans le schéma ci-dessus.

On pose:

- D_j : diamètre de la lentille j ,
- f_j : focale de la lentille j ,
- d : largeur de la fente d'entrée,
- l, h : respectivement largeur et diamètre du réseau,
- g : grain de la plaque photo ou largeur de la fente de sortie.

Pour utiliser le réseau ou le prisme sur toute sa surface, il est nécessaire de respecter les règles qui suivent. A savoir que dans le cas d'une source située à l'infini, il faut remplacer f_2 par la distance entre les lentilles 2 et 3.

- $D_4 \geq \sqrt{h^2 + l^2 \cos^2 i_1}$
- $D_6 \geq \sqrt{h^2 + l^2 \cos^2 i_2}$
- $\frac{f_2}{D_2} \leq \frac{f_4}{\sqrt{h^2 + l^2 \cos^2 i_1}}$
- $\frac{f_6}{f_4} \geq \frac{g}{d}$

Les conditions optimales d'utilisation du spectromètre sont obtenues en rendant égaux deux à deux les membres de chaque inégalité.

3.8.2 Rôle de la fente d'entrée:

Après le disperser, c'est le second point clé de l'instrument car il influe à la fois sur la luminosité \mathcal{L} et la résolution \mathcal{R} du spectromètre.

Pour simplifier les calculs, nous nous placerons dans le cas classique où:

$$\frac{f_6}{f_4} = 1 = \frac{g}{d} \quad (\text{Relation déterminant les focales})$$

C'est-à-dire que la largeur de la fente est égale à la taille d'un grain du support photographique.

- Si la largeur d de la fente est infiniment petite, alors la diffraction va limiter la largeur de l'image à une valeur l_0 :

$$l_0 = \frac{f_6 \lambda}{a}$$

où $a = p = 1/n$ (n : nombre de traits par unité de longueur; Cf 3.7.3,4)

On approxime l_0 à la largeur à mi-hauteur des photopics des raies. Ainsi, tant que $d < l_0$, l'image de la fente sera toujours de la taille de l_0 .

- Si $d > l_0$, la diffraction devient négligeable et l'image de la fente aura pour largeur d .

Durant les réglages, **le profil de la fente devra être aussi précis que possible.**

3.8.3 La relation entre résolution et luminosité:

Dans un tel système optique, la résolution s'écrit:

$$\mathcal{R} = \mathcal{R}_0 \frac{f_6 \lambda}{ad'} \quad \mathcal{R}_0 \text{ donné}$$

Où:

- si $\frac{f_6}{f_4} d > \frac{f_6 \lambda}{a}$ on a: $d' = \frac{f_6}{f_4} d$
- si $\frac{f_6}{f_4} d < \frac{f_6 \lambda}{a}$ on a: $d' = \frac{f_6}{f_4} \lambda$

Nous savons aussi que la luminosité de l'instrument s'écrit:

$$\mathcal{L} = E\Omega S\theta$$

Cette formule se déduit du schéma suivant:

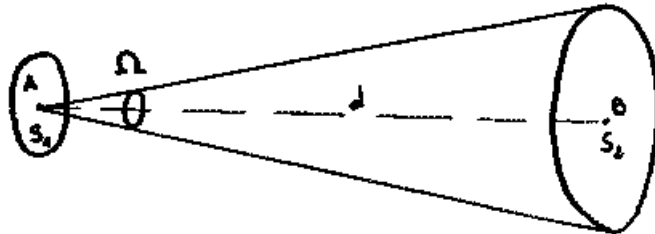


Fig. 9: Angle solide

- \mathcal{L} : Luminosité du spectromètre,
- \mathbf{E} : Produit de l'efficacité du réseau (ou prisme) par les transmissions optiques des éléments du montage,
- Ω : Taille angulaire (angle solide) de la fente; $\Omega = d.l/f_6^2$,
- \mathbf{S} : Section droite du disperser; $S = h.a$,
- θ : rendement quantique du détecteur.

(A ce niveau de l'étude, il serait nécessaire de faire quelques applications numériques)

Nous constatons que pour la condition: $d > \frac{f_4 \lambda}{a}$

On a:

$$\boxed{\mathcal{R}.\mathcal{L} = \text{Cste}}$$

C'est-à-dire que lorsque l'on ouvre deux fois plus la fente, il y a deux fois plus lumière qui entre dans le système optique mais que la résolution est deux fois plus petite. Cette relation constitue une des principales règles à respecter pour utiliser au maximum les potentialités d'un spectromètre.

4 Spectroscopie des Nébuleuses Planétaires:

4.1 Rappel sur le stade de nébuleuse planétaire:

Durant 10 milliards d'années (dans le cas d'étoiles semblables au Soleil), le coeur d'hydrogène se transmute en Hélium. Cette combustion de l'hydrogène a lieu dans les couches périphériques du centre, ce qui engendre une augmentation de la température. Lorsque la masse d'hélium produite atteint une valeur critique, celui-ci entre alors en **fusion**. L'étoile brille alors comme 4000 Soleils et sa température de surface est de 3500° K.

L'évacuation de l'énergie se fait grâce à la dilatation de l'astre qui devient une **géante rouge**. Pendant 10 000 ans, en son coeur commence alors la combustion de l'hélium (cycle CNO). La température quant à elle, passe de 4000° K à 9000° K: l'étoile est sur la trajectoire BH (Branche Horizontale) du diagramme HR (Hertzsprung-Russell).

La combustion de l'hélium en couches conduit à l'élévation de la masse de carbone et d'oxygène qui entraîne une croissance de la luminosité. La production d'énergie est telle qu'elle provoque d'énormes variations de volume et par suite amène l'étoile à une **première perte de masse** de l'ordre de $10^{-6} M_{\odot}$. Ce vent crée la nébulosité qui s'étend largement autour de la NP et qui est visible sur les photos à longue pose.

Suit alors la transmutation de l'hélium en carbone (près du centre) et la combustion de l'hydrogène en coquille (autour du centre) qui induit des instabilités thermiques.

Le coeur fait de carbone et d'oxygène devient rigide et l'évacuation de l'énergie devenue difficile s'effectue par des soubressauts convectifs: le volume global de l'étoile

et la température augmentent. Le processus s'emballé et les couches externes sont littéralement éjectées par bouffées. L'astre est alors une **proto-nébuleuse planétaire**.

Au moment où la luminosité atteint 50 000 fois celle du Soleil, un **deuxième vent stellaire** plus épais que le premier, disperse les composés complexes et les poussières. Par suite à cette évacuation d'énergie, la force gravitationnelle reprend le dessus devant les forces de pression et l'étoile se contracte.

La combustion en coquille poursuit son travail. **Les photons énergétiques ainsi produits s'échappent sous forme de rayons ultra-violet qui mettent en évidence les gaz de la nébuleuse planétaire.**

Enfin, l'étoile subit un **troisième vent plus violent** qui souffle les gaz proches de celle-ci et creuse alors la très caractéristique cavité centrale des NP tout en formant un anneau brillant autour d'elle. Finalement, pendant 1000 ans, l'état du résidu stellaire reste stable et très lumineux (de l'ordre de plusieurs dizaines de milliers de fois la luminosité du Soleil).

Quant à la température, elle baisse lorsque la combustion de l'hélium se stoppe peu à peu à partir de 250 000° K. La dernière étape de la vie de l'étoile est arrivée et dure environ 5 milliards d'années. Le **coeur refroidi s'effondre en naine blanche** et possède un rayon de 10 000 km. La naine blanche est née.

Le nuage qui l'entoure se dissipe petit à petit et finit par disparaître. La nébuleuse planétaire n'aura été visible que pendant 30 000 ans. Le cycle stellaire reprend alors ses droits ...

4.2 Composition spectrale générale des nébuleuses planétaires:

Les nébuleuses planétaires possèdent des raies d'absorption et surtout d'émission très caractéristiques. Nous attirerons notre attention surtout sur la double raie interdite de [OIII] et celles de la série de Balmer de l'hydrogène (H_α et H_β). Ces dernières se rencontrent dans quasiment tous les spectres de nébuleuses planétaires.

Voici un récapitulatif des raies d'émissions que l'on détecte couramment: elles sont présentées par l'atome source de l'émission suivies de leur longueur d'onde .

- Un faible continuum
- H_α et H_β (raies de Balmer de l'Hydrogène): $\lambda=6563$ et 4861 \AA
- $[N^+] = NII$: $\lambda=6548 \text{ \AA}$ et 6584 \AA
- $[O^+]=O II$:
- $[O^{++}]=O III$: $\lambda=4959 \text{ \AA}$ et 5007 \AA
- S II: $\lambda=6716 \text{ \AA}$ et 6731 \AA
- He: $\lambda=5875 \text{ \AA}$
- H_β : $\lambda=4861 \text{ \AA}$
- ArIII: $\lambda=7136 \text{ \AA}$ et HeI: $\lambda=5875, 6677$ et 7065 \AA

Nous rechercherons dans un premier temps ces raies dans les spectres obtenus. Après quoi, une étude plus approfondie pourrait fournir des renseignements sur les conditions physiques selon la qualité des prises de vue.

4.3 Informations astrophysiques apportées par la spectroscopie:

4.3.1 Les grandes catégories de données spectrales:

La spectroscopie apporte moult renseignements sur les conditions physiques dans lesquelles baigne l'astre et à l'intérieur de lui-même. Ainsi, il y a entre autre:

- **La composition chimique :**

Quels sont les atomes et molécules qui constituent la matière de l'astre ?

- **Les conditions thermodynamiques :**

L'analyse du spectre continu (ce qui est lumineux) à l'aide de la *loi du corps noir* et *des profils de raies* (largeur, forme ...) des raies d'émission qui sont régis par *l'effet DOPPLER* etc ... sont relativement faisables.

- **Les conditions électriques et magnétiques :**

Sous l'effet de la puissance du champ magnétique ou électrique, les raies peuvent se dédoubler car les émissions des atomes ne se font plus dans les mêmes conditions qu'en l'absence de champ: c'est respectivement l'effet STARCKS ou ZEEMAN.

4.3.2 Vitesse radiale de l'astre:

Une vitesse radiale représente la composante orientée vers la Terre de la vitesse totale de l'astre. Elle est calculée à l'aide de l'effet **DOPPLER-FIZEAU**:

$$\frac{v}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$$

Il est démontré que lorsque de la matière rayonnante, faisant partie de l'astre étudié, s'éloigne de nous, les longueurs d'onde de ces espèces atomiques se décalent vers celles du rouge d'une quantité $\Delta\lambda$ (positif ou négatif comme la vitesse). Et lorsqu'elle se rapproche de nous, les raies sont déplacées vers celles du bleu.

Ceci est appelé dans le jargon le *redshift* ou décalage vers le rouge. Ainsi, une fois mesuré $\Delta\lambda$, nous pouvons en déduire la vitesse radiale v .

Par conséquent, cela nécessite d'avoir au préalable étalonné en longueur d'onde notre appareillage (voir "étalonnage en longueur d'onde" dans le paragraphe 6.3).

4.3.3 Abondances des espèces atomiques:

Si l'on **mesure la largeur équivalente des raies** (c'est-à-dire ramener à une hauteur d'une unité les raies tout en conservant l'aire contenue sous le profil: ceci amène

le rectangle obtenu à avoir une certaine largeur), nous déterminons **l'abondance de l'espèce chimique à l'origine de la raie**.

Aussi, grâce à la théorie sur la formation des raies, peut-on remonter aux abondances des différents éléments qui se trouvent à la surface d'une étoile.

4.3.4 Vitesse de rotation, turbulence, stratification et autres informations:

Les étoiles qui possèdent une enveloppe en extension ont leur atmosphère stratifiée et le gaz émis est en rotation. **Ces enveloppes ont alors des composantes spectrales en absorption** qui subissent aussi les effets des conditions physiques.

Ainsi, il est possible grâce au spectre de retrouver les résultats des modèles de physique quantique, de déterminer les $V \sin(i)$ ou d'analyser les différents types d'élargissement de raies.

4.3.5 Champs magnétique et électrique:

Sous l'action de champ magnétique ou électrique, le comportement énergétique des atomes n'est plus le même. Il s'agit respectivement de **l'effet ZEEMAN et STARCK** dont nous avons parlé plus haut.

Nous savons qu'une **raie est multipliée en plusieurs composantes** (généralement trois) en présence d'un champ magnétique. L'étude de la forme de ces raies renseigne sur l'intensité et la structure de ce champ.

A l'heure actuelle, c'est le moyen utilisé pour analyser le champ magnétique de notre étoile le Soleil.

4.3.6 Critères de classification des étoiles:

La mesure de l'intensité de certaines raies ou régions spectrales sert aussi à des fins de classification:

- L'effet WILSON-BAPPU:
Dans ce modèle, il existe une relation entre la largeur de l'émission K2 (les raies d'un même atome sont numérotées) et l'intensité de la raie du Ca II.
- La classification MORGAN-KEENAN:
Ici, la théorie permet d'établir une relation entre le type stellaire et le rapport d'intensité de certaines raies.

Globalement, il existe une multitude d'applications de la spectrométrie à l'astrophysique. Néanmoins, elles ne sont pas toutes à notre portée et nous nous bornerons qu'au possible selon la qualité des spectres obtenus.

5 Environnement instrumental:

5.1 L'optique:

Nous disposons d'un C14 ($\varnothing=355\text{mm}$ et $f=4000\text{mm}$) qui possède une focale qui est adaptée à l'observation d'objets de petite taille. Le foyer CASSEGRAIN a l'avantage de laisser toute la longueur du tube libre pour installer le spectromètre. Nous pourrions aussi facilement permuter de la prise CCD à l'observation directe grâce à un petit miroir pivotant.

De plus, pour rendre le centrage de l'astre visé progressif, nous utiliserons un réducteur de focale qui fera passer de 4 mètres à 2 mètres cette dernière.

5.2 L'électronique:

Le choix de l'électronique s'est porté sur une caméra CCD ST7 de chez SBIG

D'autre part, entre en jeu la taille de la matrice qui doit au moins faire $768 \times 512 \mu\text{m}$ avec des pixels de $9 \mu\text{m}$ (taille petite par rapport à ce que l'on rencontre généralement). Cela a des avantages et des inconvénients, mais nous pouvons moduler avec le *binning* choisi lors d'une prise.

Globalement, c'est une caméra polyvalente et qui est assez précise pour permettre une spectroscopie de qualité à des astronomes amateurs.

5.3 L'informatique:

Outre le logiciel de pilotage de la caméra qui dépend principalement de son constructeur, il y a deux catégories de logiciels qui nous intéressent ici: ceux de traitement d'image et ceux de spectrométrie.

En ce qui concerne le traitement, il existe en France, hormis la profusion de shareware plus ou moins complets, *Qmips* et *Prism* dont les auteurs sont bien connus du monde des ccdéistes.

- *Qmips 32* pilote des HiSIS et fait les traitements de base, tandis que sa version *Qmips* tout court est plus puissante mais est en mode texte. Ce logiciel ne permet pas de travailler les spectres, d'ailleurs les profils obtenus ne sont pas sauvegardables !

- *Prism* (version ≥ 3) possède une palette exhaustive de filtres et autres algorithmes de restauration, ce qui est plus utile au travail sur des images que sur des spectres. Néanmoins son interface graphique est ergonomique et le rend très maniable.

- Quant à *SpectroSoft*, c'est un logiciel qui est destiné à gérer tout ce qui concerne la spectrométrie. C'est une création personnelle qui est en cours de développement et qui fonctionnera en mode texte dans un premier temps.

D'ailleurs lorsque dans les pages de ce texte nous parlons de décriptage du spectre, c'est avec *SpectroSoft* qu'il sera fait: il associera à chaque photopic d'une certaine taille minimale, une longueur d'onde et une espèce atomique.

Quant au vocabulaire lié au traitement d'image (flatfield, dark, somme pondérée, filtres ...), rien ne vaut un bouquin traitant de l'imagerie CCD.

5.4 Montage global:

Nous avons vu au paragraphe "Eléments de spectroscopie" que certains paramètres optiques nous sont imposés de par le but recherché (résolution à atteindre) et les caractéristiques du réseau utilisé.

Il ressort des calculs que pour un réseau défini par:

- 600 tr/mm
- Longueur = 60 mm
- Largeur = 40 mm
- Utilisation en réflexion

qui est associé à un Celestron 14:

- $\varnothing=355$ mm
- focale = 4 mètres
- $f/d = 11$ (pour vous éviter la division !)

nous devons utiliser une collimatrice telle que:

- $\varnothing = 60$ mm
- focale = 400 mm

Aussi, est-il judicieux de positionner l'ensemble caméra-téléobjectif avec un angle d'environ 30° par rapport à l'axe optique du réseau.

Nous disposons d'une interface matérielle qui a été élaborée artisanalement au sein de l'association. Tout d'abord, pour diriger le faisceau émergent de l'oculaire du télescope qui est diaphragmé ou non par une fente, nous utilisons un petit miroir orienté de 45° fixé sur le bord du tube. Ensuite pour collimater ce faisceau de rayons, nous nous servons d'une lentille de 60 mm de diamètre. Enfin, le réseau décompose la lumière et la renvoie selon un angle donné par la formule des réseaux.

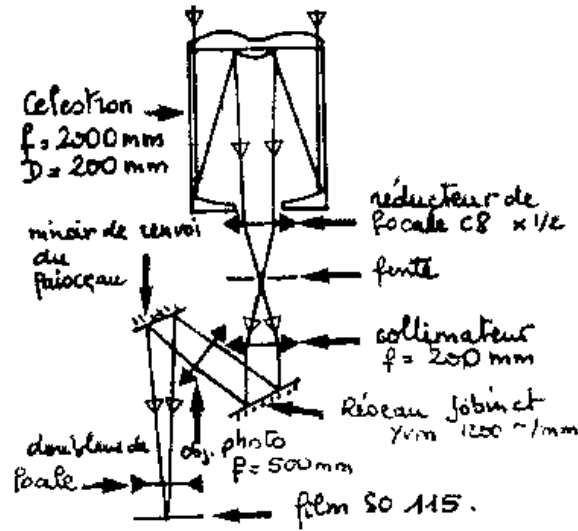


Fig. 11: Montage optique global

Ceci est le schéma dans le cas de l'utilisation d'un C8.

Pour envoyer à la caméra CCD un faisceau convergent de rayons, il est nécessaire d'utiliser un *téléobjectif*. Sa fonction est double du fait du champ apparent qu'il induit: nous utiliserons respectivement un 85 mm pour obtenir la totalité du spectre en 2 fois et un 135 mm pour "zoomer" directement sur les longueurs d'onde recherchées au détriment de la luminosité. Derrière ce téléobjectif, nous positionnons la caméra qui permet l'acquisition des spectres.

6 Protocole expérimental:

6.1 Acquisition des spectres:

Il est clair que pour effectuer un travail efficace et qui tienne compte de l'étalonnage du système optique et électronique, une méthode d'acquisition des spectres est à mettre en oeuvre.

- D'une part, lors de **chaque début de "survey"**, il faudra régler le **spectromètre en longueur d'onde** en utilisant une lampe à Argon ou autre. Pour cela nous nous référons au paragraphe qui traite spécialement de ce point.

Nous devons aussi **établir la PLU (Plage de Lumière Uniforme) ou "flat-field" propre à la caméra**; cela correspond à avoir une empreinte de la sensibilité de la caméra qui n'est pas identique sur toute sa surface. Plusieurs méthodes sont disponibles.

- D'autre part, pour **chaque région du ciel** où l'on pointe l'instrument afin d'y effectuer le spectre d'un ensemble d'objet, il sera nécessaire de **faire la prise de vue d'une étoile qui est répertoriée dans notre catalogue de référence**. C'est *l'étalonnage en flux*.

• Ensuite nous pouvons opérer à **la prise de vue proprement dite des spectres** à partir des étapes suivantes:

- 1/ Pointer l’astre aux coordonnées et/ou au chercheur,
- 2/ Ne pas rabattre le miroir de renvoi et utiliser un oculaire pour un centrage plus fin (utiliser éventuellement le réducteur de focale),
- 3/ Rabattre le miroir et visualiser le champ avec la CCD; effectuer la mise au point,
- 4/ Ajouter la fente puis l’ajuster en épaisseur et en position,
- 5/ Faire une prise avec un cache devant la CCD: **c’est le dark**,
- 6/ Choisir la zone des longueurs d’onde souhaitées en orientant le **système réseau-caméra**,
- 7/ Effectuer une série de prises de vues: courtes et nombreuses pour des objets tels que les nébuleuses planétaires plutôt brillantes.

Il est évident que la fente sera placée sur la partie à étudier de la nébuleuse planétaire. Ainsi, à une partie de la nébulosité correspond une image dont nous effectuons un spectre.

6.2 Etalonnage en flux:

Cette étape permet de déterminer la correspondance entre l’intensité que le détecteur CCD donne et l’intensité réelle que nous devrions obtenir.

• Plusieurs raisons sont à l’origine de ce phénomène. Toute manipulation en photométrie avec une caméra CCD nécessite ce réglage.

Il y a d’abord le bruit interne de la CCD et de l’électronique environnante qui produisent une intensité “lumineuse” parasite. La matrice CCD ne possède pas la même sensibilité sur toute sa surface: on fait alors **un flatfield** (PLU).

En outre, toutes les zones du ciel n’ont pas la même “noirceur”: un des horizons peut être victime de la pollution lumineuse de la ville, l’horizon où s’est couché le soleil est plus clair, les objets situés dans la Voie Lactée baignent dans une zone plus claire, le ciel change de “teinte” durant la même nuit etc ...

• La solution se trouve **en effectuant le spectre** (plus précis qu’une image, photométriquement parlant) **d’une étoile située dans la région du ciel** de l’objet observé et dont nous disposons les caractéristiques photométriques dans un catalogue.

Il sera alors possible de ramener les intensités données par la caméra à celles correspondant à la valeur réelle.

6.3 Etalonnage en longueur d'onde λ :

L'étalonnage de la longueur d'onde se fait de façon très simple en utilisant **le spectre d'une lampe spéciale** qui émet dans des longueurs d'onde connues (souvent une lampe à argon, ou au fréon) et référencées dans la documentation donnée ou dans la littérature.

- Une première méthode, manuelle, suggère de superposer le spectre de l'astre étudié au spectre de la lampe de référence. Ensuite, connaissant la longueur d'onde des photopics du spectre étalon, on en déduit aisément celles qui composent les raies du spectre de la nébuleuse ...

- Une seconde méthode existe et est moins laborieuse car s'effectue logiciellement. Elle consiste à utiliser une application de spectroscopie qui ferait le décriptage du spectre c'est-à-dire **associer à chaque photopic remarquable une longueur d'onde puis une espèce atomique**.

Il suffirait de donner manuellement les coordonnées (en pixel) de 3 photopics et de leur longueur d'onde associée tirée du spectre étalon pour obtenir du logiciel le décriptage.

6.4 Traitement des images:

Une fois rentré chez soi ou à l'intérieur de l'observatoire, **il reste à disséquer et traiter les images**. Voici en quelques points les étapes essentielles que l'on peut suivre:

- 1/ Sélectionner en première vue les meilleures images,
- 2/ Effectuer la soustraction du dark à chaque image,
- 3/ Diviser l'image par la PLU de la caméra,
- 4/ Utiliser un filtre "passe bas" pour éliminer le bruit,
- 5/ Eventuellement passer un filtre logarithmique,
- 6/ Faire la somme pondérée de chaque image traitée,
- 7/ Créer le profil de raie $I = f(\lambda)$ avec *SpectroSoft*,
- 8/ Décrire le spectre avec *SpectroSoft* (détermine les espèces atomiques associées aux principaux photopics),
- 9/ Effectuer les calculs astrophysiques possibles selon la résolution du spectre.

Ces points sont ceux auxquels il est nécessaire de répondre pour obtenir des résultats exploitables sachant, bien entendu, que moins la turbulence est importante (ciel légèrement brumeux pour le site de la Sinne), meilleures seront les images.

6.5 Calculs astrophysiques:

- **Détermination de la densité électronique**

Lorsqu'à l'aide de l'outil informatique nous *calculons le rapport de l'intensité des deux raies interdites du soufre*, la théorie nous montre que l'on obtient la densité électronique.

$$D_{elec} = \frac{In_{[SII]'}}{In_{[SII]''}}$$

- **Détermination de la température électronique**

De la même manière, nous avons accès à la température électronique:

$$T_{elec} = \frac{In_{[OIII]'}}{In_{[OIII]''} + In_{[OIII]'''}}$$

- **Détermination de la température du gaz**

ZANSTRA a élaboré un modèle physique qui n'est pas totalement admis et qui permettrait d'obtenir la température du gaz.

Cette méthode nécessite de posséder la raie H_γ dans notre spectre; cette raie est positionnée dans le bleu.

La relation est:

$$T_{gaz} = Cste \cdot In_{H_\gamma}$$

- **Détermination du type de l'étoile**

Grâce au rapport d'intensité des raies de certains atomes, nous pouvons en déduire de quel type est l'étoile et par conséquent à quel stade d'évolution elle se trouve.

- Type I: $\frac{I_{H_e}}{I_H} < 0,175$; $\frac{I_{[OIII]'}}{I_{[OIII]''}} > 3,0$,
- Type IIa et IIb: $\frac{I_{H_e}}{I_H} \in [0,80; 2,50]$,
- type III: $\frac{I_{H_e}}{I_H} < 0,80$ et un important $\Delta\lambda$,
- type IV: Etoiles possédant un halo.

Ces types d'étoiles correspondent en fait à une étape de la vie de l'astre et par là même à une position dans le diagramme HR (graphique température-luminosité). On a ainsi la correspondance suivante:

- Etape 1): étoiles SP associées au type V,
- Etape 2): étoiles sub-géantes; correspondent au type IV,
- Etape 3): étoiles géantes (type III),
- Etape 4): étoiles de la branche horizontale (BH), c'est le type II,

- Etape 5): étoiles AGB (advanced giant branch) du diagramme HR; correspondent au type I,
- Etape 6): étoiles centrales des NP (type VI),
- Etape 7): étoiles effondrées en naine blanche associée au type VII.

Ce paragraphe ne traite pas du typage des NP, néanmoins, caractériser le type d'une étoile peut faire l'objet d'une prochaine étude spectroscopique ...

7 Conclusion:

J'espère que cette étude fera naître un grand engouement dans l'association des "AAA" (ancienne prononciation des actuels AAAOV) et permettra ensuite de développer d'autres projets "scientifiques" au sein de celle-ci.

8 Bibliographie:

- A. ACKER, *Astronomie Introduction*, Masson, 1992.
- C. BUIL, *Astronomie CCD*, Société d'Astronomie Populaire, 1992.
- G. FONTAINE, J-C. PAUL, A. TAMASINO, *Physique T C.E*, Nathan, 1989.
- M. GAVIN, *CCD Astronomy* Fall 1995, p.8, Sky Publishing Corporation, 1995.
- J.P. PEREZ, *Optique: Fondements et applications*, 5^{ieme} édition, Masson , 1996.
- J.L. STEHLE, *Spectroscopie et instrumentation*, ANSTJ, 1990.
- O. Las VERGNAS, *Exemples de manip spectrales a faibles moyens*, ANSTJ, 1990.
- O. Las VERGNAS, *Elements de base sur les réseaux*, ANSTJ n°2, 1990.