





Guide Utilisateur

Shelyak Instruments

Les Roussets 38420 Revel / France

Phone: +33.476.413.681 http://www.shelyak.com Email: contact@shelyak.com

Référence DC0003A Décembre 2006



Table des matières

1)Introduction	4
2)Généralité sur le Lhires III	5
2.1 -Eléments techniques	5
2.2 -Performance	9
Magnitude Limite	9
3)Réglage du Lhires III	15
3.1 -Ajustement de la fente	15
3.2 -Visualiser le spectre du Soleil	16
3.3 -Ajuster le miroir de guidage	18
Ajustement rapide	
Ajustement fin	
3.4 -Ajustement du miroir principal	20
Ajustement rapide	
Réglage fin	20
3.5 -Ajustement de la position du réseau	21
4)Votre premier spectre	23
4.1 -Spectres de lampes de référence	23
4.2 -Spectre solaire	23
5)Sur le terrain	25
5.1 -Opérations à faire de jour	25
Monter le Lhires III sur le télescope	25
Focaliser la caméra de guidage	25
Focaliser le télescope	26
Focaliser la caméra d'acquisition	
5.2 -Procédure standard d'acquisition	27
5.3 -Note sur l'autoguidage	29
5.4 -Note sur la PLU (Flat Field)	30
6)Extraire le spectre 1D calibré	31
7)Introduction à la spectroscopie	35
7.1 -Historique	35
L'ère avant Newton	35
Isaac Newton	36
L'évolution de la spectroscopie	
7.2 -Théorie – formation des raies	
La lumière comme des ondes électromagnétiques	40
Atomes & molécules	
Les lois de Kirchhoff	
Spectre continu du corps noir	
Les raies d'hydrogène	
7.3 -Analyses des raies	
Décalage (effet Doppler-Fizeau)	
7.4 -Classification des étoiles	
Température: Oh Be A Fine Girl Kiss Me!	
Luminosité absolue et diagramme de Herzsprung-Russell	
Critères spécifiques	53



8)Applications	55
8.1 -Spectro-Héliographie	55
8.2 -Rotation de Jupiter (ou Saturne)	56
8.3 -Vélocité radiale	57
9)Etoiles Be	58
9.1 -Propriétés	58
Des raies en émission	58
Répartition des étoiles à émission	59
9.2 -Hypothèses	59
Hypothèse 1: un anneau en rotation	
Hypothèse 2: un anneau elliptique	
Physique des étoiles Be	
Hypothèse 3: un système binaire	
Des étoiles encore bien mystérieuses	
9.3 -Ressources & Bibliographie	63
10)Aide / Support	
11)Références	
11.1 -Livres	65
11.2 -Liens web	
Général	
Logiciel	66
Spectro-héliographie	66
Projets	66

1) Introduction

Ce document vise à vous aider à démarrer en spectrographie et à utiliser votre Lhires III. Il inclut les réglages de l'instrument, les premières étapes pour acquérir un spectre et le traiter, et quelques exemples de projets d'observation.

Débuter en spectrographie peut sembler rebutant avec plusieurs éléments à contrôler. Avec l'aide de ce guide, vous allez voir qu'aucun élément n'est très complexe et que juste un peu de rigueur est nécessaire pour faire fonctionner l'ensemble.

Nous espérons que ceci vous donnera le plaisir à décoder le message de la lumière des astres qui nous entourent. Nous vous invitons à rejoindre la communauté croissante des utilisateurs de Lhires III et des spectrographes amateurs. Inscrivez vous par exemple sur la liste Spectro-L (http://groups.yahoo.com/group/spectro-l/) pour partager vos progrès et résultats. Et surtout, faites vous plaisir!

Olivier Thizy (olivier.thizy@shelyak.com)

François Cochard (françois Cochard@shelyak.com)



2) Généralité sur le Lhires III

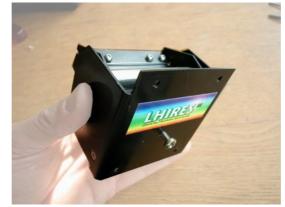
2.1 - Eléments techniques

Lhires III est un spectrographe optimisé pour la spectrographie haute-résolution à partir de télescopes amateurs. La pouvoir de résolution l/Dl est de 17000 dans le rouge, ce qui permet de résoudre des détails spectraux plus petits que 0,4 angstrom au voisinage de la raie Halpha de l'hydrogène. Une lampe au Néon est également intégrée à l'instrument pour aider à la calibration des spectres.



Spectrographe Lhires III

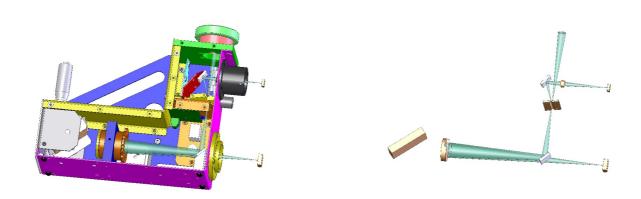
Les cibles sont des étoiles jusqu'à la magnitude 6 à 8 suivant le diamètre du télescope (de D=200 mm à D=600 mm) pour un rapport signal sur bruit de 100 en une heure de pose (voir les tableaux de performance plus loin). Le spectrographe peut aussi être monté sur des lunettes, mais que ce soit ce type d'instrument ou un télescope, celui-ci doit être plus fermé que F/D=8 pour conserver le flux collecté. Plusieurs choix de réseaux sont proposés, permettant de moduler le rapport entre la résolution spectrale et la magnitude limite atteinte (la configuration nominale est basée sur un réseau holographique de 2400 traits/mm).



Grating holder can be switched very quickly on a Lhire III spectrograph



Lhires III fonctionne en mode dit Littrow. LHIRES est l'acronyme de Littrow High REsolution Spectrograph. Il s'agit d'une configuration optique qui utilise le même objectif pour la fonction de collimation, qui consiste à rendre le faisceau parallèle avant qu'il n'arrive au réseau à diffraction, et pour la fonction d'imagerie, qui consiste à former une image du spectre sur le détecteur. Ce schéma permet d'économiser un objectif par rapport au montage plus classique des spectrographes, qui découplent le collimateur et l'objectif de caméra en deux éléments distincts. L'instrument est ainsi compact et relativement économique à produire. Le poids de Lhires III sans la caméra est moins de 1,6 kg.



Intérieur du Lhires III

Le champ expoitable au niveau de spectre est volontairement restreint pour pouvoir utiliser un simple doublet achromatique comme objectif. La qualité image permet d'atteindre un pouvoir de résolution de 17000 dans l'option la plus résolvante de Lhires III (réseau de 2400 traits/mm et fente de 25 microns de large) sur un champ linéaire de 8 mm environ.

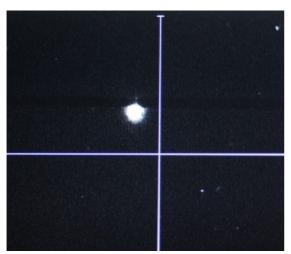
L'interface du coté télescope est, soit un coulant de 50.8 mm (standard), soit la fixation vissante des télescopes Schmidt-Cassegrain (Meade, Celestron, ..). L'idéal est une entrée à f/10 mais la plage acceptable est f/8 à f/12. Pour des systèmes plus ouverts, il est recommandé d'utiliser une barlow en vérifiant que votre instrument a assez de backfocus – surtout s'il s'agit d'un télescope Newton.

L'interface coté caméra est une bague T (filetage 42×0.75). Le tirage optique est tel qu'il est possible de focaliser avec un boitier photographique reflex (via l'adaptateur T de la marque, non fourni). Les bagues d'adaptation pour les caméras Audine et les caméras SBIG fond aussi partie du kit de base, ainsi qu'une bague au coulant 31.75 pour observer le spectre avec un oculaire ou une webcam par exemples.

La fente d'entrée est réfléchissante et inclinée de 10° par rapport à l'axe optique du télescope. La fente fait office de miroir pour les objets dont la lumière ne passe pas par l'ouverture de la fente. Cette lumière est dirigée vers une caméra de pointage/guidage (non fournie). L'interface pour la caméra de guidage est un coulant 31.75. Il est possible d'utiliser à cet endroit une webcam, une caméra vidéo sensible, une caméra CCD...

La fente est de largeur fixe lorsqu'elle est monté dans le spectrographe. La fente est cependant démontable pour pouvoir ajuster sa largeur.





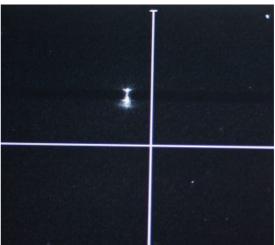


Image délivrée par la caméra de guidage (ici une Watec 120N). On devine la fente d'entrée comme un trait sombre horizontal (la fente est faiblement éclairée par le fond de ciel lumineux de l'observatoire). A gauche, l'étoile est en dehors de la fente. A droite elle est correctement positionnée, à cheval sur la fente. Son intensité a fortement diminuée car la majorité du flux entre dans le spectrographe. Un algorithme a été mis au point dans le logiciel IRIS pour éventuellement guider sur le halot de l'étoile (fente virtuelle).

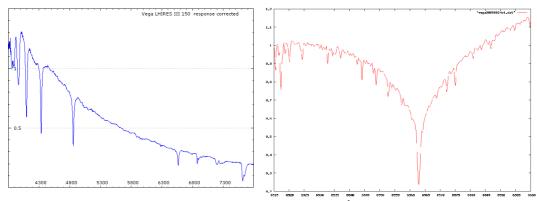
La lumière qui passe par la fente (celle d'une étoile focalisée par le télescope par exemple), rencontre un miroir plan à 45°, puis est dirigée vers l'objectif collimateur de 200 mm de focale et de 30 mm de diamètre. Le faisceau collimaté est envoyé sur un réseau plan à réflexion monté sur un système pivot orientable. La modification de l'orientation est le moyen pour choisir le domaine spectral arrivant sur le détecteur. Le réglage est assuré par une vis micrométrique.

Le réseau est démontable. Le modèle nominal est gravé de 2400 traits/mm. Il assure une dispersion spectrale de 0.115 A/pixel dans la partie rouge du spectre si la caméra est équipée d'un capteur type KAF-0400. Des réseaux moins dispersifs peuvent être monté, la motivation étant alors l'observation d'objets de plus en plus faibles au fur et à mesure que la dispersion diminue.

	Grating - Lhires III (lines/mm)					
		2400	1200	600	300	150
Dispersion (H α)	nm/pix	0.012	0.035	0.074	0.149	0.300
Resolving power		17000	5900	2800	1400	700
Radial Velocity	Km/s	5	17	35	75	150
Field of view	nm	8.5	25	55	110	230
All visual domain in #	images	45	15	7	4	2
Limiting magnitude		5.0	6.8	7.5	8.4	9.2

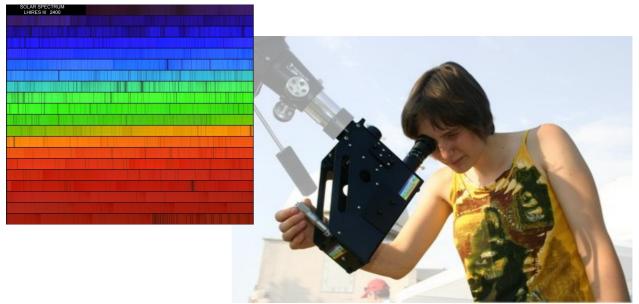
Table: paramètres selon le réseau utilisé (simulateur ETCL: 200mm f/10, fente de 30µm, caméra CCD KAF0400, pose de 1h, ratio Signal/Bruit de 100)



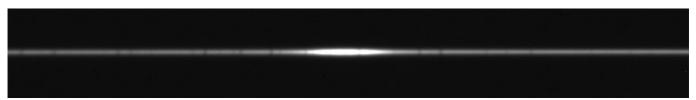


Comparaison de spectres de Véga Gauche: basse résolution, réseau 150 tt/mm Droite: haute résolution, réseau 2400 tt/mm

Après dispersion, la lumière repasse par l'objectif et est focalisée dans le plan du détecteur. Celui-ci peut être une caméra CCD, un boitier photo reflex, une webcam. Cependant, pour la majorité des applications concernant l'astronomie stellaire, seule une caméra CCD refroidie aura les performances nécessaires. Quelques applications peuvent être couvertes avec des caméra vidéo par exemple, c'est le cas par exemple de l'observation solaire (Lhires III peut être aisément convertie en spectrohéliographe pour observer la chromosphère solaire). L'usage d'un oculaire pour observer le spectre visuellement est aussi possible. Lhires III devient alors un support pédagogique exceptionnel pour illustrer un cours de physique, d'optique ou d'astronomie.



Vision du spectre solaire en visuel (pointer le ciel et non le Soleil directement avec un instrument)



Spectre en 2 dimensions de l'étoile Gamma Cas, de type Be. La raie intense et large au centre est la raie Halpha de l'hydrogène en émission. Les fines raies en absorption sont produite par la vapeur d'eau en suspension dans l'atmosphère terrestre.



2.2 - Performance

Magnitude Limite

Le fichier Excel ETCL.XLS est un tableur permettant de calculer la magnitude atteinte pour un signal sur bruit donné et le pouvoir de résolution en fonction des paramètres instrumentaux (diamètre du télescope, largeur de fente, rendement du détecteur, etc). Le fichier est disponible sur le CD livré.

Entrer dans la section ci-après les paramètres du télescope et les conditions d'observation. Ici un télescope Celestron 11 (pupille de 280 mm et focale de 2800 mm). L'obstruction centrale est le rapport des diamètres du miroir secondaire et du miroir primaire. Dans le cas d'une lunette ce dernier paramètre a une valeur nulle. La transmission optique de 0.92 est caractéristique d'un télescope Schmidt-Cassegrain.

Le seeing est a donner en seconde d'arc. Une valeur de 4 seconde d'arc est caractéristique d'un site de pleine. Ce paramètre inclu par ailleurs l'erreur de guidage sur la fente d'entrée du spectrographe. La transmission atmosphérique est caractéristique d'une observation au bord de mer avec une hauteur d'astre de 45° par rapport à l'horizon. Pour un site de haute altitude (3000 m) vous pouvez adopter une transmission de 0.9.

La magnitude du fond de ciel est prise ici de 17 par seconde d'arc carré. C'est la valeur rencontré sous un ciel de banlieu de ville. Pour un ciel de campagne sans Lune vous pouvez prendre une valeur de 20. Cependant ce paramètres est très peu sensible avec LhiresIII (i.e. ce spectrographe est à l'aise y compris lors d'observations en ville).

Il faut fournir le temps de pose total en secondes. Dans l'exemple il est de 1 heure (3600 secondes). Le nombre de pose élementaires est aussi demandé. Ici il est de 12, ce qui signifie que la durée d'une pose élémentaire est de 300 secondes ($12 \times 300 = 3600 \text{ s}$).

	A	В	C
1	Exposure Time Calculator L	hires III	
2			
3	Paramètres télescope		
4	Diamètre (D) :	280	mm
5	Focale (f):	2800	mm
6	F/D (F#) :	10.00	
7	Obstruction centrale 🕏 :	0.33	
8	Transmission télescope (To) :	0.92	
9			
10	Observation	/	
11	Seeing (φ) :	4	"
12	Transmission atmosphérique (Ta) :	0.8	
13	Magnitude du ciel (ms) :	17	1
14	Temps de pose total (t) :	3600	
15	Nombre de poses élémentaitres (n) :	12	ノ
16			



Les paramètres suivants décrivent le spectrographe Lhires III. Ils ne doivent pas être modifier en principe. L'exception est lorsqu'on change de réseau. L'exemple décrit la configuration avec le réseau de 2400 t/mm. L'efficacité dans le rouge de ce réseau est évaluée à 0,25 au voisinage de Halpha. Elle est estimée a 0.40 dans le vert.

Si vous voulez simuler le comportement de Lhires III lorsqu'il est équipé d'un réseau de 1200 t/mm entrer cette valeur dans le champ "Nombre de traits/mm". Noter que l'effficaité de ce réseau est de l'ordre de 0,62 (un valeur peut aussi être adoptée pour les réseaux gravé mécaniquement de 600, 300, 150 traits/mm).

La largeur de la fente d'entrée est de 25 microns, une valeur typique avec Lhires III. Mais vous pouvez choisir une fente plus étroite (20 μ m) ou plus large (30 μ m). La largeur de fente agit sur la résolution spectrale et la transmission optique globale Ts (0,059 dans l'example, soit environ 6%).

Les paramètres FWHMc et FWHMo décrivent la taille de diffusion du fait des aberrations du collimateur/objectif.

La longueur d'onde de calage est la longueur d'onde qui se trouve au centre du spectre enregistré. Ici c'est la raie Halpha (6563 angstroms).

Paramètres spectrographe		
Focale objectif :	-200	mm
Nombre de traits / mm (m) :	(2400))
Ordre de diffraction (k) :	\sim	
Angle total (γ) :	/-a	۰
Longueur d'onde calage (λ0) :	6563	À
Tirage réseau-objectif (T) :	45	mm
Transmission mirroir de renvoi :	0.96	
Transmission doublet :	0.9	
Transmission optique caméra :	0.85	
Efficacité du réseau :	(0.25)	\
Transmission optique spectro :	8.48	
Largeur de la fente (w) :	0.025	mm
Transmission de fente :	0.40	
Tansmission totale spectro (Ts) :	0.073	
FWHMc:	15	microns
FWHMo:	15	microns

On entre dans la zone "Etoile" les paramètres de l'astre observé.

Etoile		
Magnitude (m) :	6.2	
Température effective (Te) :	30000	K
Correction Bolométrique (BC) :	-3	

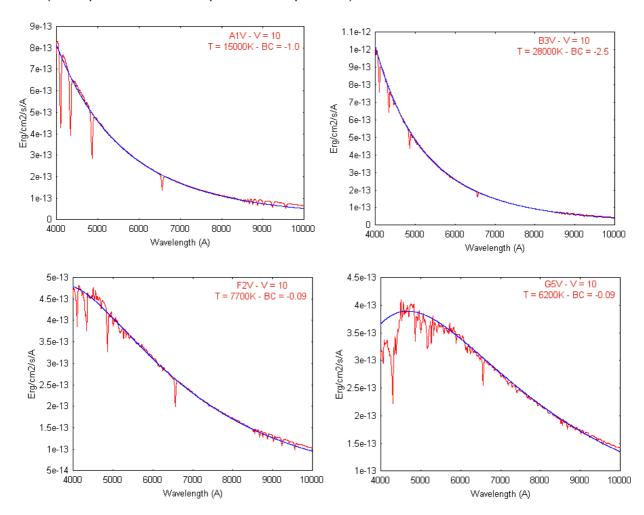
Il faut fournir la magnitude visuelle, la température effective et une correction bolométrique. Par exemple pour une étoile de type B3V, vous devez entrer une température de 28000K et une correction bolométrique de -2.5 pour simuler le flux spectral de cette étoile au sommet de l'atmosphère. La valeur de ces deux paramètres pour quelques type spectraux est donnée dans le tableau ci-après.



Туре	Te	ВС
O5V	51000	-4.20
O7V	46000	-3.90
O9V	39000	-3.40
B1V	30000	-2.70
B3V	28000	-2.50
B5V	25000	-2.20
B8V	19500	-1.60
A1V	15000	-1.00
A3V	13500	-0.80
A5V	11000	-0.45
F0V	8300	-0.15

Type	Te	ВС
F2V	7700	-0.09
F5V	7000	-0.06
F8V	6700	-0.06
G2V	6300	-0.08
G5V	6200	-0.09
G8V	5900	-0.10
K0V	5500	-0.15
K4V	4900	-0.38
K7V	4000	-0.78
M2V	3100	-1.60
M4V	3050	1,7

ETCL comporte une modèle de corps noir pour simuler le flux stellaire. On trouve ci-après quelques exemples de spectres calculés à partir de la base de Kurucz (en rouge, pour une étoile de magnitude V=10) et le corps noir équivalent déterminé par ETCL (en bleu). L'accord sur l'allure et la valeur absolue du continuum est très satisfaisant (noter que ETCL ne simule pas les raies spectrales).



Les paramètres "Caméra" sont typiques d'une caméra équipée d'un KAF-0400 (Kodak). Noter qu'il faut ajuster la valeur du rendement quantique en fonction de la longueur d'onde.



	1
Lambda	RQE (%)
4000	28
4500	38
5000	38
5500	55
6000	54
6500	54
7000	54
7500	42
8000	34
8500	30
9000	20
10000	10

Caméra		
Taille d'un pixel (p) :	9	microns
Nombre de pixels (Nx) :	768	
RQE (η) :	54	%
Bruit de lecture (RON) :	18	e-/pixel
Signal thermique (Nd):	0.1	e-/s/pixel

La section "Acquisition et Prétraitement" concerne les opérations réalisées au moment de l'acquisition (binning suivant l'axe de la dispersion et suivant l'axe transverse). On indique aussi quelle est la largeur du spectre en pixels suivant l'axe transverse (perpandiculaire à la transmission) et si tout le flux reçu est utilisé pour construire le profil spectral (paramètre k). Dans l'example, k=1 (tout le signal est exploitée), on ne fait pas le binning et le spectre est large hors tout de 12 pixels.

Acquisition & Prétraitement	
Fraction intégrée axe trans. (k) :	1
Binning axe dispersion (fλ) :	1
Binning axe transverse (fy) :	1
Largeur du spectre en pixels (n) :	12

La section "Résultat" donne les paramètres qui dépendent de la longueur d'onde sélectionnée (ici Halpha). On trouve en particulier la valeur de la dispersion spectrale (0.115 A/pixel), l'angle d'inclinaison du réseau (52°) ou encore l'interval spectral couvert par le détecteur (6519-6607 A).

Résultats		
Diamètre minimal collimateur (d1) :	20.00	mm
F/D minimal collimateur (Fc) :	10.00	
Angle d'incidence (α) :	51.9581	۰
Angle de diffraction (ß) :	51.9581	۰
Taille minimale réseau (VV) :	32.5	mm
Anamorphose (r) :	1	
Diamètre objectif à λ0 (d2) :	20.0	mm
Diamètre minimal objectif (d'2) :	21.6	mm
F/D minimal objectif (Fo) :	9.28	
Dispersion ($ ho$) :	0.11554	A/pixel
Lambda min. (λ1) :	6518.6	Α
Lambda max. (λ2) :	6607.4	Α
FVVHMd:	6.56	microns
FVVHMt :	29.16	microns
Facteur d'échantillonnage :	1.62	

Le tableur retourne aussi le nombre de photons reçu de l'astre au dessus de l'atmposphère, le rendement global (il inclu celui du détecteur). On trouve ici un rendement de 2,1%, ce qui peut paraitre faible, mais qui est un ordre de grandeur caractéristique en spectrographie:



Nombre de photons (E) :	2.747E+00	photons/cm2/s/A
Nombre de photons du ciel (Ed) :	1.31E-04	photons/cm2/s/A/arcsec
Efficacité (R) :	0.021	
Signal utile (Nm) :	14642	e-/pixel
Signal de fond de ciel (Ns) :	10	e-/pixel
Buit total (σ) :	256	e-/pixel

On trouve enfin en bas de la feuille de calcul la valeur du pouvoir de résolution ainsi que le rapport signal sur bruit. Ce dernier est fourni pour un échantillonnage qui correspond au pas pixel du spectre enregistré, et pour un échantillonnage qui est égal au pas de résolution. C'est normalement ce dernier paramètre qui donne l'indication en "sensibilité" du spectrographe. Ici le S/B est de 100 environ pour une étoile observée de type B0V et de magnitude 6,2.

On donne aussi la répartition du bruit entre ce qui vient du signal et ce qui vient du détecteur. Pour l'étoile enregistrée, qui est faible, c'est le bruit du détecteur qui domine, ce qui signifie que l'on gagnerait en sensibilité en employant une caméra moins bruitée.

Pouvoir de résolution (R) :	17534	Signal/bruit par échai	ntillon: 57	Bruit de signal :	121	e-/pixel
Finesse spectrale (Δ1):	0.374	A Signal/bruit j	oar Δ λ : 103	Bruit électronique :	216	e-/pixel

Voici quelques résultats obtenus:

Réseau 2400 tt/mm

Type B0V - CCD KAF-0400 Fente: 25 μm - Seeing : 4 arcsec. Résolution (R) : 17000 Dispersion (KAF-0400) : 0.115 A/pixel

	Limiting Magnitude S/N=50 in 1 h exposure	Limiting Magnitude S/N=100 in 1 h exposure
Telescope D=128 mm F/D=8	6.5	5.6
Telescope D=200 mm F/D=10	6.7	5.9
Telescope D=280 mm F/D=10	7.1	6.2
Telescope D=355 mm F/D=11	7.2	6.3
Telescope D=600 mm F/D=8	8.1	7.2



Réseau 1200 tt/mm

Type B0V - CCD KAF-0400 Fente: 25 μm - Seeing : 4 arcsec. Résolution (R) : 5800 Dispersion (KAF-0400) : 0.345 A/pixel

	Limiting Magnitude S/N=50 in 1 h exposure	Limiting Magnitude S/N=100 in 1 h exposure
Telescope D=128 mm F/D=8	8.9	8.0
Telescope D=200 mm F/D=10	9.1	8.3
Telescope D=280 mm F/D=10	9.5	8.6
Telescope D=355 mm F/D=11	9.6	8.8
Telescope D=600 mm F/D=8	10.5	9.7

Réseau 300 tt/mm

Type B0V - CCD KAF-0400 Fente: 25 μm - Seeing : 4 arcsec. Résolution (R) : 1300 Dispersion (KAF-0400) : 1.493 A/pixel

	Limiting Magnitude S/N=50 in 1 h exposure	Limiting Magnitude S/N=100 in 1 h exposure
Telescope D=128 mm F/D=8	10.4	9.6
Telescope D=200 mm F/D=10	10.7	9.9
Telescope D=280 mm F/D=10	11.0	10.2
Telescope D=355 mm F/D=11	11.2	10.4
Telescope D=600 mm F/D=8	12.1	11.3

3) Réglage du Lhires III

Lorsque l'instrument est entièrement monté, il reste à faire quelques réglages. Ces réglages se font de jour, mais nécessitent, pour être complets, de disposer de l'ensemble de l'équipement d'observation (télescope, caméra CCD, caméra de guidage...). On considère dans tout ce qui suit que c'est le réseau de 2400 t/mm qui est utilisé.

3.1 - Ajustement de la fente

La largeur de la fente est un point crucial de l'instrument: c'est elle qui détermine la résolution des spectres que vous pourrez obtenir avec le Lhires III. La largeur « nominale » de la fente est de 25 μ m. Au-dessus, vous perdrez en résolution... et en dessous, vous ne gagnerez plus rien, mais vous perdrez en flux. Il faut donc essayer de s'approcher au mieux de cette dimension ! Mesurer une largeur de fente de 25 μ m n'est pas évident à priori. Avec l'habitude, on y arrive assez bien en regardant la lumière au travers de la fente.

Pourtant, grâce aux lois de l'optique, mesurer cette largeur avec une grade précision est assez facile: Si on éclaire la fente avec un pointeur laser, en direction d'un écran (mur...), une figure de diffraction se forme, avec une dimension déterministe! A faire bien entendu dans le noir pour mieux voir les franges!

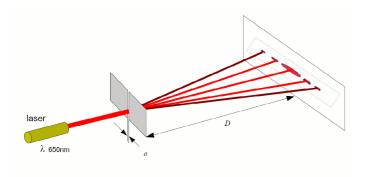
Il faut un peu de pratique pour trouver le bon réglage, mais vous finirez par trouver cette expérience très ludique (à montrer absolument aux enfants)!

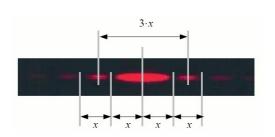












Mesurer la distance 'x' projetée sur l'écran et en déduire la largeur 'a' = D . λ / x.

 $\boldsymbol{\lambda}$ est la longueur d'onde du laser, en général 650nm. Voici quelques valeurs pour un tel laser:

		D			
		50cm	1m	2m	
	10µm	32mm	65mm	130mm	
а	18µm	18mm	36mm	72mm	
	30µm	11mm	22mm	43mm	



Notez que le réglage de la fente se fait manuellement, en utilisant le jeu entre les vis et les trous dans la fente. Outre la largeur, vous veillerez à ce que la fente soit bien régulière (les deux lèvres doivent être parfaitement parallèles). Ce point se contrôle facilement en regardant la lumière à travers la fente: le moindre défaut de parallélisme est immédiatement visible par un flux croissant le long de la fente!

Des fentes supplémentaires peuvent être fournies si vous avez besoin de changer très souvent de largeur de fente. Par exemple entre deux instruments, ou entre la spectro-héliographie et la spectrographie stellaire.

3.2 - Visualiser le spectre du Soleil

A partir de ce moment, vous allez pouvoir commencer à visualiser le spectre du soleil à l'œil nu – c'est une étape importante, parce que le spectre du soleil est très beau à regarder, mais aussi parce que vous allez commencer à repérer les différentes longueurs d'onde en fonction de l'angle du réseau!

*** NOTE IMPORTANTE ***: Il n'y a aucun danger à regarder le spectre du soleil de la sorte. La fente est si fine que seule une toute petite partie du flux du soleil passe dans l'instrument, et le faisceau est ensuite très dispersé! Si vous monter le Lhires III sur un instrument, pointez alors le ciel bleu ou un nuage mais ne pointez pas sur le Soleil directement.











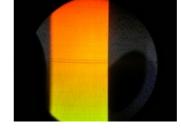


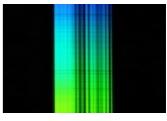




























- Montez le porte-oculaire sur le spectro, ainsi qu'un oculaire.
- Placez la butée micrométrique (qui règle l'angle du réseau) à environ 20mm.
- Réglez l'angle du miroir principal à mi-course.
- Ouvrez une des trappes, et réglez le fourreau du doublet collimateur à mi course.
- Choisissez un jour de beau temps... ou alors utilisez une lampe puissante (mais vraiment, le soleil, c'est mieux !).
- Orientez le spectro, de telle manière que le soleil éclaire de pleine face la fente. Je fais cela à main levée, mais ce n'est pas très intuitif. Vous pouvez aussi posez l'instrument sur un pied, ou le caler sur un mur... l'important est que le soleil soit sur l'axe optique de l'instrument (à la place du télescope).
- Vous devez alors voir dans l'oculaire votre premier spectre haute résolution du soleil ! C'est une bande large, dont la couleur dépend de la zone du spectre que vous observez.
- A ce stade, vous pouvez régler la focalisation du doublet collimateur, de manière à voir les raies d'absorption du soleil très nettes (bandes noires fines, perpendiculaires au spectre).
- Il est possible que vous voyiez des bandes sombres (en général très marquées), dans le sens du spectre. Ce ne sont pas des raies d'absorption, mais probablement des poussières ou des aspérités dans la fente!!
- Déplacez vous dans le spectre du soleil, en tournant la butée micrométrique. C'est le moment de repérer la position des raies les plus connues : Ha (la raie la plus marquée, dans le rouge dans mon cas, la position est de 21,64mm), doublet du sodium (entre le vert et le jaune dans mon cas la position est de 19,38mm), etc... Le spectre s'étale en gros entre les positions 13,5mm (violet profond) et 23,5mm (Rouge sombre en butée). Soit une vingtaine de tours de la butée pour parcourir tout le spectre... et ses centaines de raies! Quand on vous dit que la spectro c'est génial...
- Enfin, pour finir cette promenade en couleur, allez chercher l'ordre zéro (vers la position zéro de la butée). Vous verrez alors une bande blanche très lumineuse, à tel point que vous pouvez plutôt pointer un peu à côté du soleil (alors que c'est le noir tout autour). Dans cette position, le réseau fait office de miroir, et ce que vous voyez là est simplement une image de la fente! Repérez bien la position de la butée qui correspond à cet ordre zéro (dans mon cas 3,10mm) vous gagnerez du temps par la suite.



Note: en cas de mauvais temps ou de réglage de nuit, il est aussi possible de faire les réglages sur le Néon. Dans ce cas se mettre a l'abri des lumières parasites. Voir la photographie du spectre du Néon.

NOTE: La courbure des raies en grand champ est normale: elle est due au fait qu'on travaille en 3D, et non dans un plan: Le fait que le faisceau retour passe à coté du miroir de renvoi impose de travailler avec un léger hors-axe. Cela conduit à une déformation des raies - c'est de la simple géométrie.

3.3 - Ajuster le miroir de guidage

Le miroir de guidage sert à renvoyer l'image du ciel (réfléchie dans la fente polie) dans la caméra de guidage. Ce réglage n'a pas d'impact direct sur la qualité des spectres. Mais si il est fait avec soin, il va grandement faciliter le pointage, le suivi, et même l'autoguidage! Le réglage peut se faire en deux étapes:

Ajustement rapide

Dans un premier temps, on peut régler l'alignement du miroir « au jugé », un peu comme on vérifie la collimation d'un télescope : On pose l'instrument sans aucune caméra sur une table, et on met son œil sur le chemin optique, à la place du télescope (photo). Quand le miroir est bien réglé, on doit voir la lentille de la caméra de guidage bien centrée dans le spectro. Le réglage se fait en jouant sur les quatre vis moletées (1 poussante et 3 tirantes), accessibles à l'extérieur du spectro. (photo). A ce stade, on doit veiller à ce que le fourreau du néon puisse passer librement à proximité du miroir, sans venir le toucher pendant qu'on le tourne (on vérifie ce point en regardant toujours depuis l'entrée du spectro, et en manipulant le néon.











Ajustement fin

Un réglage plus fin sera obtenu en matérialisant le milieu de la fente, et en vérifiant le centrage sur une image de guidage. La matérialisation du centre de la fente sera aussi utile pour les autres réglages.

- Démonter le support de fente (photo)
- Mettre deux morceaux de papier autour de la fente, fixés par du scotch (sur le support, pas sur les faces polies !!), et espacées d'environ 2-3 mm. La partie qui reste visible de la fente doit se trouver au centre mécanique de la fente : C'est dans cette zone que l'on devra par la suite faire passer la lumière de l'étoile observée ! Dans l'absolu, on pourrait très bien garder



ce masque pendant les observations. Mais ça compliquera nettement la recherche et le centrage de l'étoile !

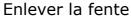
Remonter le support de fente.



















Masque papier

- Monter le spectro sur le télescope (et pointer celui-ci sans motorisation vers le ciel, loin du soleil).
- Installer la caméra de guidage (webcam, caméra video...) et visualiser l'image qui en sort (moniteur, PC...).
- Régler (manuellement) la focalisation de la caméra de manière à voir la fente la plus nette possible.
- Faire un réglage fin du miroir de renvoi, pour que l'image du centre de la fente se trouve bien au centre de l'image de guidage.
- A ce stade, le réglage est terminé. Vous pouvez retirez les morceaux de papier qui matérialisent la fente... mais vous pouvez aussi les conserver, pour les réglages suivants!









Caméra de guidage





Fente OK Fente pas OK



3.4 - Ajustement du miroir principal

Ce réglage est important pour la qualité des spectres qui seront produits par l'instrument. Il consiste à tourner le miroir principal pour que le faisceau dispersé par le réseau passe juste à côté du miroir. Si l'angle est trop petit, alors on s'expose à un vignettage (perte de flux). S'il est trop grand, le faisceau s'éloignera trop de l'axe optique, au détriment de la qualité (le doublet collimateur utilisé dans le Lhires III est d'autant moins affecté par des problèmes de chromatisme que l'on travaille à proximité de l'axe optique).

Là encore, on peut procéder en deux étapes : un réglage grossier, qui se fera à l'œil, et un réglage fin, avec la caméra d'acquisition.

Ajustement rapide

- Matérialisez le centre de la fente (cf paragraphe précédent).
- Montez le porte-oculaire et un oculaire (ex: 25mm).
- Vous pouvez faire ce réglage avec le spectro monté sur le télescope ou non.
- Positionnez l'angle du réseau de telle sorte que vous visualisiez l'ordre zéro (vous avez du repérer la position du réseau lors des premiers réglages).
- Tout en gardant l'œil dans l'oculaire, jouez sur le réglage de rotation du miroir pour que le centre de la fente soit visible au milieu du champ.

Réglage fin

- Montez la caméra CCD à la place de l'oculaire.
- Lancez des acquisitions en continu (poses très courtes 1 sec ?), éventuellement en binning 2 ou 3 pour voir l'effet des réglages.
- Essayez de mettre l'image du centre de la fente au centre de l'image. Si vous ne voyez pas l'image du centre de la fente, vous pouvez agir sur trois points :
 - La focalisation du doublet (comme vous êtes passé de l'oculaire à la caméra, il se peut que ce réglage soit à reprendre).
 - L'angle du réseau (le champ dans l'oculaire est nettement plus grand que le champ du CCD... sauf si vous avez un CCD de champion !).
 - Le réglage de l'angle du miroir de renvoi.
- En jouant sur ces trois points, vous allez rapidement trouver les positions idéales avec une très grande précision !
- Pour terminer, vous allez décaler l'image du centre de la fente de manière à diminuer autant que possible le hors axe du faisceau. J'utilise pour ma part une Audine avec un capteur KAF0400. La position idéale est à peu près au tiers haut de l'image (mais ça dépend du sens de montage de la caméra !). Bien sûr, il ne faut pas se placer trop près du bord (pendant les acquisitions, l'étoile va toujours se promener un peu dans la fente...). Si vous vous approchez trop de l'axe optique, vous aurez du vignettage, c'est-à-dire une perte de flux (pas très facile à mesurer !).

Notez l'emplacement du spectre sur l'image CCD – vous y retrouverez les spectres des étoiles à la même position.







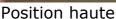


Vis d'ajustement du miroir principal



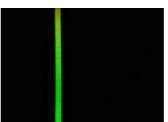
Vis en position basse

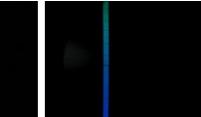


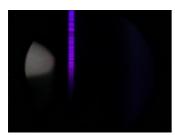




Position nominale









Ordre zéro

3.5 - Ajustement de la position du réseau

Il reste un réglage un peu délicat à faire. Il n'est pas strictement requis, mais il vous facilitera largement la vie par la suite...

Il consiste à mettre les traits du réseau parfaitement parallèles à l'axe de rotation du support de réseau. Si les traits ne sont pas parfaitement parallèles à l'axe de rotation, ils ne décriront pas un cylindre autour de l'axe de rotation, mais un cône. Et alors l'image projetée de la fente sur le capteur CCD se déplacera petit à petit, jusqu'à quelques millimètres... soit la taille du CCD! Ce n'est pas très grave en soi, mais cela veut dire qu'il y a des longueurs d'onde où le hors axe est plus important qu'à d'autres – ce qui n'est pas génial.

Pour réaliser ce réglage (ou au moins ce contrôle), nous devons simplement vérifier que l'image du centre de la fente (matérialisée par les morceaux de papier) reste au même endroit dans l'image d'acquisition CCD quelque soit la position du réseau, et en particulier dans les deux positions extrêmes : à l'ordre zéro et dans le rouge extrême (soit en gros à 0mm et 25mm pour la position de la butée).

Si la position du centre de la fente reste inchangée dans l'image à ces deux positions, vous n'avez rien à faire : votre Lhires III est prêt à affronter le ciel. Dans le cas contraire, il faut corriger la position du réseau – ça se fait par étapes successives:

- Démonter le support de réseau.
- Essayer de regarder si il n'est pas monté parfaitement parallèle au bord du support.



- Desserrer le réseau, et le faire pivoter dans son plan, jusqu'à être parfaitement parallèle.
- NOTE: L'angle incriminé pourrait aussi provenir de la fabrication du support lui-même. Mais c'est assez peu probable, parce que cette pièce est réalisée (comme toutes les autres!) à la machine, avec une précision suffisante. Le défaut de parallélisme ne doit donc être imputé à cette pièce qu'en dernier recours!
- Resserrez le réseau, remontez le support, et faites un nouveau contrôle (en allant de l'ordre zéro au rouge).
- Après quelques itérations, vous obtiendrez le réglage parfait!
- Éventuellement, à ce stade, vous pouvez reprendre le réglage du miroir principal de manière à remettre (si elle a bougé) l'image du centre de la fente à la position idéale (faible hors axe) dans le CCD.





Les réglages sont maintenant terminés – Bravo ! Ces réglages sont faits une fois pour toute : vous n'aurez pas à y retoucher par la suite, sauf si vous intervenez dans le spectro (démontage des flasques en particulier).

Vous allez pouvoir maintenant faire votre premier spectre d'étoile.

N'oubliez pas de retirer les morceaux de papier qui matérialisent le centre de la fente. Et repérez, pendant que vous y êtes, la position du centre de la fente dans l'image CCD : C'est à cet endroit que devra se trouver votre spectre par la suite!



4) Votre premier spectre

4.1 - Spectres de lampes de référence

La meilleure façon de découvrir votre spectrographe Lhires III est de faire des spectres en plein jour et au chaud chez vous. Après avoir installé votre caméra d'acquisition (CCD, webcam, Appareil Photographique...), vous pouvez prendre un spectre de la lampe au Néon interne. Connecter le 12V, allumer, et tourner le bouton du Néon pour amener la lampe devant la fente. Tourner la vis micrométrique jusqu'à vous positionner sur la raie brillante dans le vert. Assurez vous de la bonne focalisation (ouvrir les trappes et tourner le doublet si besoin est) et prenez une image avec assez de dynamique et sans saturer les raies.

Eteindre la lampe du néon et tourner le bouton pour enlever la lampe de devant le fente (erreur classique: on ne voit aucun spectre parce que la lampe néon est devant la fente!). Prendre alors des spectres de différentes lampes que vous avez chez vous. Par exemple, faites des spectres de lampes à économie d'énergie qui contiennent du Mercure (élément «Hq»).

Il vous est possible d'extraire les spectres (avec le logiciel IRIS par exemple) et de calibrer ensuite dans le logiciel VisualSpec à partir des raies du Néon. Voir les manuels et site web de ces logiciels pour plus de détails sur leurs fonctionnement.

4.2 - Spectre solaire

Idéalement avec un Appareil Photographique Numérique (APN) réflex en utilisant la bague T adaptée ou bien avec une caméra CCD ou une webcam, pointer le Lhires III vers le Soleil (sans télescope ou lunette) ou vers le ciel bleu ou nuageux. Si le Soleil est bien brillant, il est possible de mettre devant l'entrée du spectrographe un papier calque pour diffuser la lumière.

Attention à ne pas regarder le Soleil directement dans un instrument ni dans le spectrographe à l'ordre zéro où le réseau agit comme un miroir. En mode basse résolution, le ciel bleu ou les nuages suffisent.

Focaliser en tournant le doublet accessible via les trappes sur les côtés. Ajuster la position sur le micromètre pour choisir la longueur d'onde souhaitée. Prendre une photographie puis répéter ce processus pour balayer et faire l'ensemble du spectre solaire.

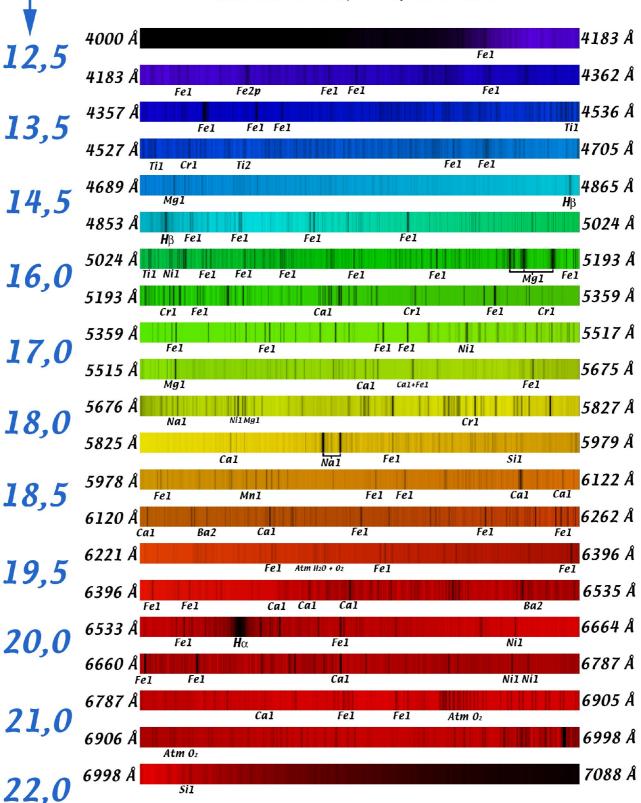
L'image suivante vous indique la position des raies principales. La position de la vis micrométrique à gauche est indiqué pour référence mais peut varier d'un instrument à un autre. Sur le CD livré avec le spectrographe, vous avez un répertoire avec le spectre solaire commenté en haute résolution.



Spectre du Soleil



Réseau de 2400 traits/mm + apn CANON 20Da





Valeur vis micrométrique

© 2006 Olivier GARDE

5) Sur le terrain

Après avoir réalisé tous les réglages de l'instrument, vous êtes prêts à faire vos premiers spectres d'étoiles... Cette partie décrit les opérations à réaliser à chaque observation. Certaines peuvent se faire en plein jour – il est même conseillé de le faire avant la nuit, c'est plus facile à faire ainsi.

5.1 - Opérations à faire de jour

Comme souvent en spectro, une partie des opérations de préparation peut se faire de jour – et c'est même préférable! Nous supposons ici que votre télescope est en station, et que votre caméra CCD est opérationnelle.

Monter le Lhires III sur le télescope

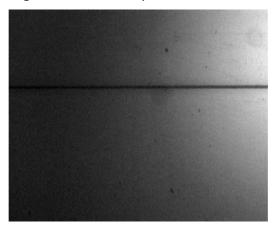
Veillez à ce que l'instrument soit solidement fixé au télescope – éventuellement, passez une sangle de sécurité.

Positionnez le spectro pour que la fente soit parallèle aux mouvements de correction en AD (si vous ne connaissez pas encore les sens des mouvements du télescope, vous pourrez ajuster ce point un peu plus tard...

Et bien entendu vérifier l'équilibrage de votre installation.

Focaliser la caméra de guidage

- Pointez le télescope vers le ciel (pas vers le soleil!).
- Réglez le tirage de la caméra de guidage jusqu'à voir la fente parfaitement nette. Tournez la caméra de manière à voir la fente bien horizontale.
- Réglez la caméra de guidage de telle sorte que la fente se trouve bien au milieu de l'image.



Note: la nuit, on peut faire de même en allumant la lampe Néon et en amenant le néon proche de la fente. Faire la focalisation sur les bords de la fente et les poussières/rayures sur la surface de la fente.



Focaliser le télescope

- Pointez le télescope vers la ligne d'horizon (c'est mieux d'habiter à la montagne... mais n'importe quelle cible située à l'horizon peut faire l'affaire!).
- Réglez la focalisation du télescope jusqu'à ce que le paysage apparaisse net sur la caméra de guidage.

Notez que pendant ce réglage de la focalisation du télescope, la fente reste toujours nette! Ce réglage peut aussi se faire sur une étoilé mais c'est beaucoup plus sportif surtout si l'étoile est fortement défocalisée au départ.



Focalisation sur un poteau au grand pic de Chamrousse à 9km! :-)

Focaliser la caméra d'acquisition

- Protéger le télescope de la pleine lumière (avec un tissu...)
- Allumer la lampe au néon intégrée, et la placer devant la fente (en tournant le bouton).
- Régler l'inclinaison du réseau pour être dans une région où il y a des raies du néon. Le plus facile est de se placer sur Ha (à 6563 A), où il y a deux raies qui encadrent parfaitement la raie Ha (la nature est bien faite...). Durant la phase de réglage de l'instrument, vous avez dû relever cette valeur...
- Faire des acquisitions en continu, et repérer ces raies.
- Ouvrir une des trappes latérales d'accès à la lentille collimatrice.
- Ajuster la focalisation de la caméra en tournant la baque collimatrice.
- Si vous êtes en pleine lumière, il est préférable de refermer la trappe avant les acquisitions, pour éviter les lumières parasites.
- A la fin de l'opération, bloquez légèrement les vis nylon de la bague, et refermez la trappe.
- A l'optimum de réglage, la largeur à mi-hauteur (FWMH) des raies doit être de l'ordre de 3 à 4 pixels.
- Notez que si vous observez à une autre longueur d'onde (en tournant le réseau par la butée micrométrique), pour pouvez être amené à reprendre ce réglage de focalisation.

Note: ce réglage peut aussi se faire sur le spectre solaire mais ce sera moins précis.





5.2 - Procédure standard d'acquisition

Ceci est la procédure recommandée lors d'une nuit classique d'observation.

Tout d'abord, affiner la focalisation du spectrographe et du télescope:

- Viser et centrer une étoile brillante
- Vérifier la bonne orientation de la caméra CCD (le spectre doit être horizontal sur l'image)
- Affiner la focalisation du télescope sur l'étoile
- allumer la lampe Néon, la positionner sur le fente, et afiner le réglage du doublet (focalisation sur les raies du Néon; il peut être nécessaire de prendre plusieurs spectres du Néon et de mesurer la largeur à mi-hauteur FWHM dans VisualSpec).

Viser et centrer une étoile de référence comme Altair ou Castor dont le spectre est disponible dans la base de données UVES: http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/bright_stars_uptonow.html (voir aussi le tutorial VisualSpec: http://www.astrosurf.com/vdesnoux/tutorial8.html)

- Prendre 3 spectres du Néon, éteindre la lampe et l'enlever de la fente
- Prendre plusieurs Offset (Bias) en binning 3x3 pour vider le CCD et enlever des traces de rémanence du Néon sur l'image
- Prendre plusieurs spectres de l'étoile de référence. L'expérience montre que des temps de pose individuels de 5min à 10min sont bien adaptés; il n'est pas rare de faire un temps de pose total de 1h.
- Prendre 3 spectres du Néon, éteindre la lampe et l'enlever de la fente

Pointer et centrer votre première cible

- Prendre 3 spectres du Néon, éteindre la lampe et l'enlever de la fente
- Prendre plusieurs Offset (Bias) en binning 3x3 pour vider le CCD et enlever des traces de rémanence du Néon sur l'image
- Prendre plusieurs spectres de votre cible. L'expérience montre que des temps de pose individuels de 5min à 10min sont bien adaptés; il n'est pas rare de faire un temps de pose total de 1h, soit une douzaine de poses unitaires.
- Prendre 3 spectres du Néon, éteindre la lampe et l'enlever de la fente



Répéter la séquence pour chaque cible. Puis, à la fin de la session, prendre les images de calibration:

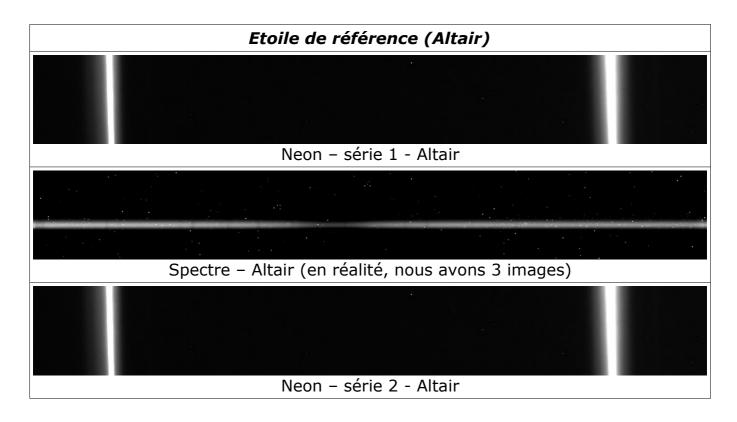
- Noirs (Dark) des spectres des cibles
- Noirs (Dark) des spectres du Néon
- Offset (Bias)
- Plage de Lumière Uniforme (PLU, ou Flat). En spectrographie, un Flat est obtenu en faisant le spectre d'une source de lumière continue (sans raies d'émission ou d'absorption) comme une lampe hallogène.

La raison pour laquelle nous prenons des spectres du Néon avant et après chaque séquence est que le spectrographe n'est pas stable en température ambiante qui varie et à cause des flexions mécaniques. Vous pouvez ainsi vérifier l'écart entre les deux Néon pour voir de combien le spectrographe a pu varier. Par expérience, ces calibrations doivent être prises après avoir pointé le télescope sur la cible et avant de le pointer dans une autre zone du ciel.

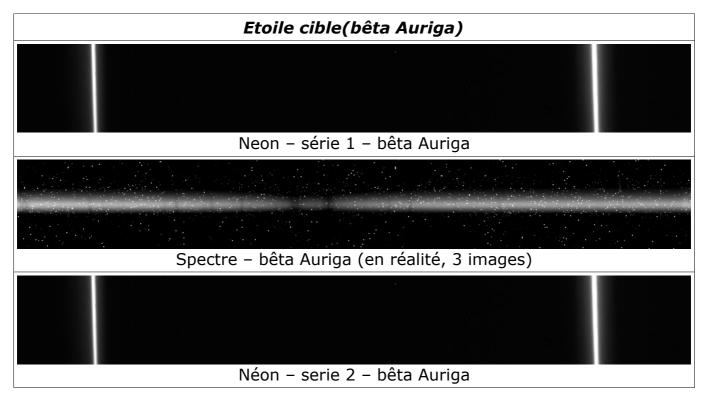
Le spectre de l'étoile de référence servira à calibrer le spectrographe en longueur d'onde (paramètre du polynôme de calibration) et surtout à avoir la réponse instrumentale de l'installation (télescope, spectrographe Lhires III, et caméra d'acquisition).

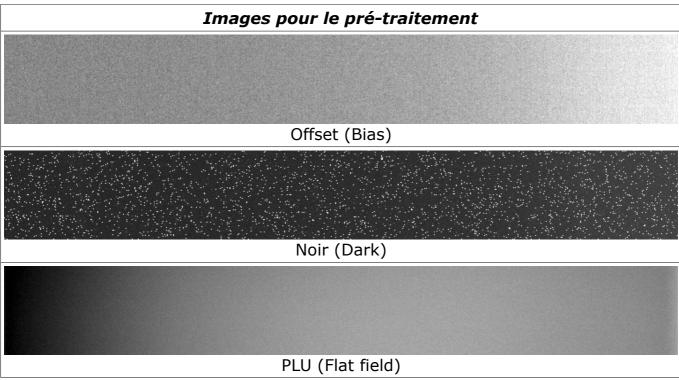
Les Offset, Noirs, et PLU seront utilisés pour pré-traiter les images des spectres et corriger des défauts classiques en imagerie CCD. La seule différence en spectrographie est que l'on n'utilisera que les hautes fréquences dans la PLU pour corriger les traces de poussières. Le vignettage ou les défaut de réponses spectrales seront corrigé avec le spectre de l'étoile de référence.

Voici les images typique d'une cession avec un réseau de 2400lines/mm. Les images pour le prétraitement sont déjà combiné en «masters» avec une fonction médiane.









Ces images (en plus grandes) et d'autres sont disponibles sur le CD livré avec le Lhires III.

5.3 - Note sur l'autoguidage

La plupart des logiciels d'autoguidage vont fonctionner mais les paramètres dépendent beaucoup de votre monture et installation. A noter toutefois que le logiciel IRIS a un algorithme spécifique pour l'autoguidage sur une fente.



5.4 - Note sur la PLU (Flat Field)

Comme nous l'avons déjà souligné, la Plage de Lumière Uniforme (PLU, ou Flat Field) est légèrement différent en spectrographie. Surtout ne pas essayer sur le ciel car vous risquez alors d'obtenir un beau spectre du... Soleil! En effet, la lumière diffusée par l'atmosphère donne un spectre très proche de celui du Soleil avec de nombreuses raies en absorption. Faire vos PLU la nuit avec une lampe hallogène. Utiliser un papier calque devant le télescope pour diffuser la lumière de l'hallogène comme sur l'image ci-dessous.



Il est aussi possible de faire des PLU sans télescope. Faire un trou de la dimension de votre entrée de faisceau (dépendant donc du rapport focal/diamètre f/d de votre instrument). Dans l'exemple cidessous, le masque positionné à 140mm de la fente; le télescope étant à f/10, la taille du masque est donc de 14mm. Le masque est rempli par du calque pour diffuser la lumière. Lors de l'acquisition des spectres de PLU (spectres continus), bien vous assurer que le Lhires III est hermétique à la lumière. Le couvrir d'un tissus noir par exemple.





6) Extraire le spectre 1D calibré

Nous allons utiliser dans cet exemple le logiciel SpIRIS (fourni sur le CD-ROM livré avec le Lhires III) disponible sur internet. Mais il est possible de faire l'extraction et la calibration spectrale avec d'autres logiciels comme AudeLA/SpcAudace (également sur le CD-ROM), PRISM, ou des logiciels professionnels comme MIDAS ou IRAF. Les fichiers de cet exemple sont dans le répertoire 'Tutorial Data - bêta Auriga'.

Préparer les fichiers dont vous aurez besoin:

- Fichiers de pré-Traitement
 - Appliquer une médiane (SMEDIAN) pour obtenir une image unique pour: Offset, Noir, et PLU
 - Assurez-vous que vous ne dépasser pas 32767 car SpIRIS, comme IRIS, fonctionne en 16 bits signés donc des images codées entre -32768 et +32767. Plusieurs caméras CCD génèrent des fichiers en 16bits non signés (entre 0 et +65535). Utiliser alors la fonction CONVERTSX pour convertir tous les fichiers. Avec un peu d'expérience, on arrive à ne pas dépasser la valeur 32767 lors de l'acquisition!
 - S'assurer sur les images sont correctement orientée avec le bleu à gauche et le rouge à droite. Sinon, utiliser la fonction MIRRORY sur chaque image.
 - Enfin, faites la liste des points chauds de votre caméra. Charger (LOAD) l'image Noir et utiliser la fonction 'FIND_HOT cosme 25000'. Un fichier 'cosme.lst' sera créé dans votre répertoire de travail avec la liste de tous les pixels dont la valeur dépasse 25000.
- Charger (LOAD) le spectre d'Altair
 - Soustraire le noir ('SUB dark 0')
 - Mesurer à quelle ligne est localisé le spectre (on notera Y0)
 - Trouver la raie atmosphérique à 6575A (à repérer avec l'aide de l'image ci-dessous)



- Mesurer la colonne où elle est localisée (X0). Dans notre exemple, X0=447.
- Calibration du Néon
 - Faire la moyenne des deux spectres du Néon pris avant et après la série pour obtenir un Néon 'master'
 - Charger ce Néon 'master'
 - Sélectionner une fenêtre autour du point X0,Y0
 - cliquer sur le bouton droit de la souris
 - choisir 'fenêtre' pour découper cette zone





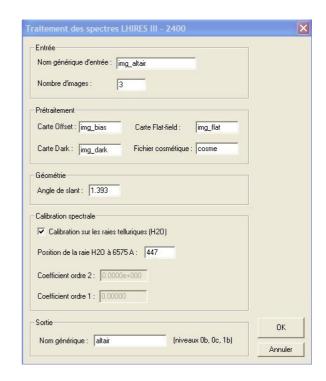
- utiliser MIRRORXY pour réorienter la raie horizontalement
- Sélectionner une petite fenêtre autour de la raie
- Utiliser L_ORI qui vous donnera l'orientation des raie ou le 'slant'



(Dans notre exemple, le résultat donne: 1.393)

- OK... maintenant nous allons laisser faire le logiciel tout seul!
 - Charger (LOAD) votre première image d'Altair de la série
 - Sélectionner la zone du spectre
 - ☐ Sélectionner 'traitement des spectres Lhires III 2400' dans le menu spectro.





Remplir tous les champs demandés...



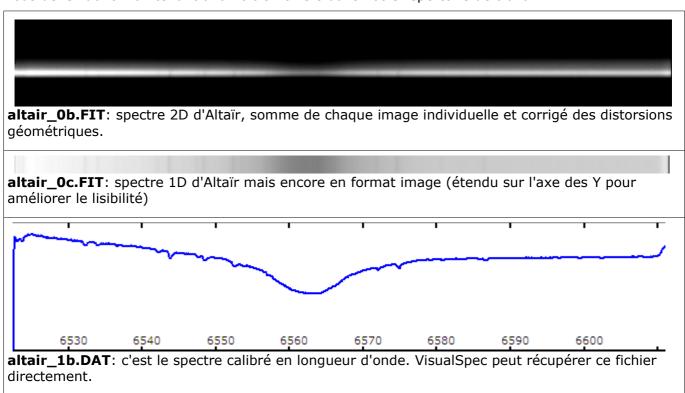
Regarder dans la fenêtre Sortie (output), vous devez obtenir un résultat comme:

```
RMS = 0.025604 - lambda_ref = 6522.4277 - Pas = 0.11570
a2=-3.2122e-006 a1=0.11868 a0=6522.428
```

RMS indique la qualité de la calibration avec les raies telluriques et doit être le plus bas possible. Ici, nous avons 0.025A soit autour de 1 km/sec (=RMS* λ /c=RMS*6563/300000).

'Pas' est la dispersion du spectre; et a1/a2/a3 sont les coefficients du polynôme de calibration qui peut être utilisé sur tous vos spectres de la session en supposant que vous n'avez tourner la vis micrométrique donc l'orientation du réseau.

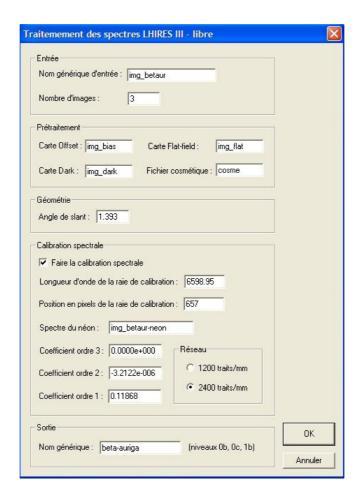
Vous devez donc maintenant avoir trois fichiers dans votre répertoire de travail:



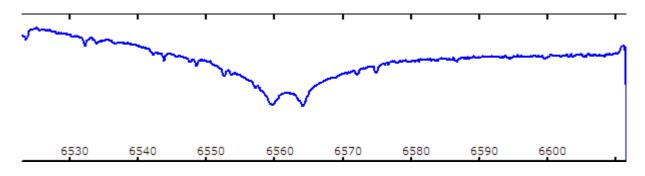
Vous pouvez désormais extraire les spectres de vos cibles qui peuvent être plus faibles qu'Altaïr. Nous n'utiliserons donc que le Néon pour recaler le polynôme de calibration qui a été précédemment trouvé.

- Charger (LOAD) votre spectre du Néon de votre étoile cible
- Mesurer la colonne où se positionne la raie 6598.95A du Néon (celle de droite dans notre exemple), à la ligne correspondant à la position du spectre. Dans notre exemple, nous mesurons la colonne 657.
- Charger (LOAD) la première image de votre cible
- Sélectionner une fenêtre autour du spectre
- Sélectionner 'traitement des spectres Lhires III libre' dans le menu spectro
- Entrer les paramètres nécessaires:





Une fois encore, vous obtenez trois fichiers résultats. **beta-auriga_1b.DAT** peut être ouvert directement dans VisualSpec:



On remarque les raies atmosphériques (telluriques) et deux raies en absorption autour de $H\alpha$ (6563A)... car bêta Auriga est en fait une binaire spectroscopique!

Avant de partager votre spectre, vous devez le corriger de la réponse spectrale. Voir les tutoriaux de SpIRIS (http://astrosurf.com/aras/tutorial1/pipeline.htm) et VisualSpec pour plus de détails.

Partager vos premiers spectres. Nous vous recommandons de vous inscrire sur la liste Spectro-L (http://groups.yahoo.com/group/spectro-l/) pour bénéficier du support d'autres spectroscopistes et des autres utilisateurs de Lhires III. L'occasion aussi d'avoir des idées de projets.



7) Introduction à la spectroscopie

7.1 - Historique

Spectre: n.m. (lat. *Spectrum*, de *spectare*, regarder, v. 1570) Ensemble de rayons colorés résultant de la décomposition d'une lumière complexe: le spectre solaire comprend les couleurs de l'arc-enciel.

Ainsi définit le dictionnaire Larousse la décomposition de la lumière en spectre. Après une averse, il n'est pas rare d'observer un arc-en-ciel. Ce phénomène est le résultat de la décomposition de la lumière du Soleil par les fines gouttelettes d'eau en suspension dans l'atmosphère.

L'ère avant Newton

Vers 300 avant JC, Euclide enseignait les mathématiques à Alexandrie. Il a écrit "les éléments", un ouvrage de référence sur la géométrie, et "optique", un ouvrage dans lequel il met en exergue quelques définitions fondamentales dont la propagation des rayons lumineux en ligne droite. Au I^{er} siècle avant JC, le mathématicien et mécanicien grec Héron l'Ancien écrit "catoptrique" dont on a une traduction latine. Il y expose une théorie de la vision et étudie les phénomènes de réflexion de la lumière sur les miroirs plans, convexes, ou concaves. Il expose le principe selon lequel la lumière suit toujours le chemin le plus court, démontrant ainsi la loi fondamentale de la réflexion: l'égalité des angles de réflexion et d'incidence.

Ces lois fondamentales sont très importantes, mais n'explique pas la nature de la lumière. Un demisiècle avant JC, le poète Lucrèce expose dans "de natura rerum" – un texte didactique des théories d'Epicure – le principe que les corps lumineux projettent dans l'espace, à grande vitesse, de fines pellicules qui se détachent de leur surface même et en reproduisent l'apparence locales. Recueillis par l'œil humain, ces "simulacres" reconstituent à l'échelle réduite l'aspect extérieur des corps dont ils émanent et dont ils sont supposés conserver toutes les propriétés sensibles. Cette théorie de "grains" se déplaçant à très grande vitesse, bien que dénuée de fondement scientifique exposée ainsi, va toutefois trouver des siècles plus tard un écho remarquable.



Au début du II^e siècle, Ptolémée a composé une immense œuvre sur l'astronomie, les mathématiques, la physique, la géographie, la musique, etc. Ce grand nom de la science alexandrine écrivit "optique", un ouvrage sans nouveauté mais regroupant les connaissances de l'époque en un tout méthodique, véritable point de départ aux recherches ultérieures. L'ouvrage a le mérite de présenter pour la première fois une étude approfondie du phénomène de la réfraction. Nous sommes également redevables à Ptolémée de considérations d'ordre philosophique sur la nature de la lumière, de la vision, et des couleurs.

Au moyen âge, Ibn al-Haytham, né vers 965 à Bassora en Irak, et plutôt appelé al-Hazen en occident, a laissé des écrits très intéressants sur la vision. Il s'oppose en particulier à la théorie antique selon laquelle l'œil émet des rayonnements qui explorent les objets et transmettent les sensation visuelles à l'esprit. Son "optique", publiée à Bâte en 1572, offre la première description scientifique du fonctionnement de l'œil, mentionnant clairement que l'objet, et non l'œil, est la cause de la vision.

En 1304, Théodoric de Fribourg expliqua correctement le phénomène des arcs-en-ciel. Par expérimentation avec un bol sphérique rempli d'eau, il montra que l'arc provient de la réflexion de la lumière du Soleil par des gouttelettes d'eau dans l'atmosphère.

A la fin du XVI^e siècle, les physiciens s'interrogent toujours sur la nature de la lumière et de la matière. La lumière est-elle un corps ou un mouvement d'un corps. Les différentes théories proposent une interprétation ni vraiment corpusculaire, ni vraiment ondulatoire.

En 1637, Descartes fait paraître son traité "dioptrique" à la suite de son "discours sur la méthode". Sans plus d'éclaircissement sur la nature de la lumière, il exprime pour la première fois sous forme mathématique les lois de la réflexion et de la réfraction.





Isaac Newton

L'œuvre d'Isaac Newton (1642-1727) fut charnière entre la renaissance et la relativité d'Albert Einstein. Comme ce dernier, Newton "a pu voir plus loin parce qu'il était assis sur des épaules de géants", selon ses propres dires. Son œuvre inaugura, par sa synthèse magistrale, une nouvelle ère de la pensée scientifique qui dura plus de deux siècles, et dont la science moderne est encore largement l'héritière, même après les nombreux bouleversements survenus en mathématique et en physique.

Né le 25 Décembre 1642, quelques mois après le décès de son père, dans une famille de petits propriétaires terriens, Isaac Newton fut un enfant de santé fragile. Sa mère, Hannah, le confia, lors de son remariage – Isaac avait alors 3 ans -, à sa grand-mère et à son oncle, auprès desquels il passa ses années de jeunesse dans la maison familiale, dans la hameau de Woolsthorpe près de Grantham, Lincolnshire. Son caractère se ressentit de cette situation. Plus



tard, il ne connut pas de femme et ne se maria jamais. De cette période, on ne retient pas de traits particuliers de la personnalité du jeune Isaac, sinon une prédilection pour les constructions mécaniques et une grand habilité manuelle.



En 1661, Isaac Newton entra au Trinity College de Cambridge où il fit ses études supérieures. Il devint "bachelor of arts" en Juin 1665. L'épidémie de peste ayant occasionné la fermeture de l'université, il mis à profit son séjour de dix-huit mois dans le Lincolnshire pour se livrer à la réflexion et à la recherche, posant les jalons de son œuvre scientifique.

Isaac Newton fut aussi bien mathématicien et astronome que physicien et mécanicien, expérimentateur que théoricien. Il renouvela l'analyse et la géométrie en inventant le calcul différentiel et intégral, dont il partage la paternité avec Leibnitz. Il unifia les lois de Kepler en astronomie et celles de la mécanique terrestre de Galilée en fondant mécanique rationnelle par une définition précise de ses concepts fondamentaux (espace, temps, masse, force, accélération), par l'énoncé des lois générales du mouvement et la formulation mathématique des lois particulières, locales et instantanées (c'est-à-dire causales), pour des forces données, et en établissant sa théorie de la gravitation universelle. Son analyse expérimentale et théorique des propriétés physiques de la lumière et des couleurs ouvrit un nouveau domaine riche de perspective sur la constitution de la matière: l'optique physique.

Travaillant, dans la suite de Kepler et du scientifique philosophe français René Descartes, à la recherche des dioptres parfaits par la taille et le polissage de lentilles non sphériques, il se rendit compte de la persistance d'une aberration chromatique importante, même lorsque l'aberration sphérique était diminuée. En 1664, toujours étudiant, Newton lu les travaux récents sur l'optique et la lumière des physiciens anglais Robert Boyle (1627-1691) et Robert Hooke. Il effectua alors ses observations sur la lumière du Soleil à l'aide de prismes par lesquels il conclut au caractère composite de la lumière blanche, et à l'inégale réfrangibilité des rayons de couleurs différentes. Il conçut ensuite l'idée



du télescope à réflexion pour éviter les limitations de la lunette dues à la dispersion chromatique.



Newton avait conclu de ses recherches sur la lumière que les couleurs "ne sont pas des qualifications de la lumière provoquées par la réflexion ou la réfraction sur les corps naturels", comme on le croyait alors, mais par "des propriétés originelles et spécifiques", différentes pour les différents rayons. Il poursuivit ses recherches, qu'il communiqua de 1672 à 1676 à la Royal Society. Il enseigna de 1670 à 1672 à Cambridge ("lectiones opticae"). Cela provoque beaucoup de critiques hostiles, car les couleurs étaient supposées être une forme modifiée par la matière d'une lumière blanche homogène. Le

scepticisme de Christiaan Huygens et les tentatives ratées du physicien français Edmé Mariotte de dupliquer en 1681 l'expérience de réfraction de Newton montèrent les scientifiques du continent contre Newton pour une génération. Il publia bien plus tard, en 1704, une synthèse avec son ouvrage "Optique", les critiques étant plus faibles alors.

Il proposa une explication de la distribution des couleurs de l'arc-en-ciel et des positions respectives des différents arcs par rapport à l'arc primaire, complétant ainsi la théorie qu'en avait donné



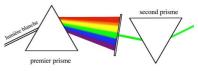
Descartes en suivant le trajet de la lumière dans une goutte de pluie en suspension. S'il concevait des ondes associées à la lumière, tout en préférant voir en celle-ci des corpuscules de différentes vitesses, il ne se prononça pas sur la raison profonde de ce lien. Il hésita, quand à la nature de la lumière, entre une conception purement corpusculaire et une théorie vibratoire de l'éther, puis abandonna cette dernière pour une théorie des "accès de facile réflexion et transmission".



Isaac Newton fut donc le premier à montrer que la lumière blanche du Soleil est en fait un mélange de toutes les couleurs de l'arc-en-ciel. Il fit l'expérience suivante: dans une pièce noire, il fit une fente dans un écran opaque; il fit passer la lumière du Soleil à travers cette fente, puis à travers un prisme en verre et une lentille convergente. Il obtint des images colorées de la fente sur un écran blanc.

L'ensemble de ces images constituent un spectre pur de la lumière blanche du Soleil. Le prisme dévie la lumière, mais plus les rayons bleus que les rayons rouges. Les couleurs apparaissent sur l'écran blanc dans l'ordre suivant: violet, indigo, bleu, vert, jaune, orange, et rouge. Newton en tira la conclusion que les couleurs sont toutes présentes dans la lumière blanche du Soleil et que le prisme a pour effet de les séparer, en un "spectre".

Newton montra ensuite que les couleurs du spectre ne peuvent pas se décomposer en de nouvelles couleurs: si on envoie de la lumière verte sur un prisme, on retrouve la même lumière en sortie. Cette lumière est dite monochromatique. Par l'ajout d'un second prisme, il recomposa la lumière blanche.



Voici la relation que Newton donne lui-même d'une suite d'expériences qui précisent en particulier ce qu'il faut entendre par la couleur d'un corps:

"...après que j'eus séparé les rayons hétérogènes les uns des autres, le spectre, formé par les rayons séparés, en avançant depuis son extrémité sur laquelle tombèrent les rayons les plus réfrangibles, jusqu'à sont autre extrémité sur laquelle tombèrent les rayons les moins réfrangibles. ==, parut les couleurs suivantes dans l'ordre que je vais les nommer: le violet, l'indigo, le bleu, le vert, le jaune, l'orangé, le rouge, avec tous leurs degrés intermédiaires dans une continuelle succession qui variait perpétuellement; de sorte qu'on voyait autant de degrés de couleurs qu'il y avait d'espèces de rayons de différente réfrangibilité.



"Or, que ces couleurs ne pussent point être changées par réfraction, c'est de quoi je m'assurai en rompant avec un prisme tantôt une très petite partie de cette lumière et tantôt une autre. Car par cette réfraction, la couleur de la lumière ne fut jamais changée le moins du monde. Si quelque partie de l lumière rouge était rompue, elle demeurait entièrement du même rouge qu'auparavant. Cette réfraction ne produisait ni orangé, ni jaune, ni vert, ni bleu, ni aucune autre nouvelle couleur. Et bien loin que la couleur fût changée en aucune manière par des réfractions répétées, c'était toujours le même rouge que la première fois. Je trouvai la même immuabilité dans le bleu, le jaune, et les autres couleurs. De même, lorsque je regardai au travers d'un prisme

quelque corps illuminé de quelque partie que ce fût de cette lumière blanche homogène, il ne me fut pas possible d'apercevoir aucune nouvelle couleur produite par ce moyen là. Tous corps illuminés d'une lumière hétérogène, regardés au travers d'un prisme, paraissent confus et teints de diverses couleurs nouvelles. Mais ceux qui sont illuminés d'une lumière homogène ne paraissent, au travers des prismes, ni moins distincts, ni autrement colorés que lorsqu'on regardait simplement avec l'œil. La couleur n'en était nullement changée par la réfraction du prisme interposé. Je parle ici d'un changement sensible de couleur. Car la lumière que je nomme ici homogène, n'étant pas homogène absolument à toute rigueur, son hétérogénéité doit produire un petit changement de couleur. Mais lorsque cette hétérogénéité diminuait jusqu'au point où on peut la réduire par les expériences mentionnées ci-dessus, ce changement de couleur était insensible; et par conséquent, dans des expériences où les sens sont juges, il doit être compté pour rien.

"Et comme ces couleurs ne pouvaient point être changées par des réfractions, elles ne l'étaient pas non plus par des réflexions. Car tout corps blanc, gris, rouge, jaune, vert, bleu, violet, comme le papier, les cendres, le vermillon, l'orpiment, l'indigo, l'azur, l'or, l'argent, le cuivre, l'herbe, les fleurs bleues, les violettes, les bulles d'eau teintées de différentes couleurs, les plumes de paon, la teinture du bois néphrétique, et autres telles choses, tout cela exposé à une lumière homogène rouge paraissait entièrement rouge; à une lumière verte, entièrement vert, et ainsi des autres couleurs. Dans la lumière homogène de quelque couleur que ce fût, tous ces corps paraissaient



totalement de cette même couleur, avec cette seule différence que quelques-uns réfléchissaient cette lumière d'une manière plus forte et d'autres d'une manière plus faible. Mais je n'ai point trouvé de corps qui, en réfléchissant une lumière homogène, pût en changer sensiblement la couleur.

"De tout cela, il s'ensuit évidemment que si la lumière du Soleil ne consistait qu'en une seule sorte de rayons, il n'y aurait qu'en une seule couleur dans le monde; qu'il ne serait pas possible de produire aucune nouvelle couleur par voie de réflexion et de réfraction; et que, par conséquent, la diversité des couleurs dépend de ce que la lumière est un composé de rayons de différentes espèces."

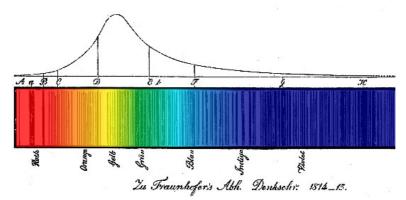
A la mort d'Isaac Newton en 1727, beaucoup reconnaissent son génie. Dans son "épitaphe pour Newton", le poète Alexandre Pope écrit:

La nature et les loi de la nature se cachaient dans la nuit; Dieu déclara: 'Que Newton soit', et la lumière fut.

Newton n'utilisa pas de rayons lumineux assez fins pour observer les raies sombres du spectre solaire. La spectroscopie aurait pu sinon s'éviter une longue période, près de un siècle et demi, sans grande avancée après lui.

L'évolution de la spectroscopie

Bien après Newton, en 1800, William Herschel fit l'expérience avec un thermomètre de mesurer la température le long du spectre solaire; il montra qu'une chaleur existait au delà du rouge dans le domaine spectral. Il appela ces radiations les infrarouges. En 1801, Ritter démontra que des radiations similaires existaient au delà du violet, radiations qui étaient capables de produire des réactions chimiques (comme sur les plaques photographiques). Cette partie du spectre est connue comme les ultraviolets. Les infrarouges et les ultraviolets sont absorbés par notre atmosphère, et le meilleur moyen de les observer à bord de ballons en haute altitude ou avec des satellites artificiels. En 1802, William Wollaston (1766-1828) en Angleterre observa des lignes sombres dans le spectre du Soleil mais les pris pour des limites naturelles entre les couleurs. Joseph Fraunhofer (1787-1826) en Bavière fut le premier, en 1814, à utiliser une fente pour produire un faisceau lumineux très fin. Il développa également des méthodes pour fabriquer des prismes de meilleurs qualité qu'auparavant. Il réussit ainsi à observer presque 600 raies dans le spectre du Soleil. En 1823, il pu mesurer les longueurs d'onde et répertoria 24 raies. Il étiqueta les 9 raies (ou groupes de raies) les plus brillantes avec des lettres de l'alphabet. Cette notation est encore utilisée de nos jours. Les raies du Sodium D et les raies du Calcium H & K sont les plus connues des raies de Fraunhofer.



William Wollaston et Joseph Fraunhofer utilisent ensemble des prismes pour étudier les couleurs émises par différents éléments chimiques. Vers 1830, il est suggéré que, sous certaines circonstances, chaque élément chimique émet un jeu spécifique de couleurs, comme une "empreinte digitale".

Le spectre solaire fut photographié pour la première fois en 1842 par Alexandre Becquerel. En 1852, Jean Foucault démontra que la lumière traversant une flamme de Sodium contient des raies sombres coïncidant avec les raies D du spectre du Soleil.

La spectroscopie a réellement débuté dans les laboratoires de Bunsen et du physicien allemand Gustav Kirchhoff (1824-1887) à l'université d'Heidelberg. A partir de ses expériences, Kirchhoff a pu formulé ses trois lois empiriques de la spectroscopie. Une des premières applications de ces lois fut d'essayer la composition chimique du Soleil et des étoiles.



De nouveaux éléments comme le Caesium et le Rubidium, sont découverts sur Terre par Kirchhoff et Bunsen à partir de leur spectres. Kirchhoff découvrit dans le Soleil une demi-douzaine d'éléments dont le Fer. En 1862, Anders Angstrom identifia l'hydrogène dans le Soleil.

En 1864, l'astronome anglais Sir William Huggins (1824-1910) avait déjà identifié neuf éléments dans l'étoile Aldébaran. La même année, il montra qu'une nébuleuse planétaire avait un spectre en émission, expliqué par la présence d'un gaz chaud émettant de la lumière. Une comète brillante observée à la même époque montra également un spectre en émission. Huggins est considéré comme le père de la spectroscopie astronomique. Il conçu et construisit la plupart de ses instruments et inventa le principe du spectre de comparaison permettant une calibration précise en longueur d'onde. Cela lui permit de mesurer les décalages liés aux vitesses radiales.



Par exemple, en 1868, il mesura la vitesse radiale de Sirius: 47km/s. Huggins développa l'utilisation de la photographie spectrale; il observa les spectres de la chromosphère, des protubérances, et de la couronne solaire; il observa le spectre d'une nova et investigua le proche UV dans les spectres d'étoiles. Herman Vogel mesura également les vitesses radiales de plusieurs étoiles. En 1871, il mesura par effet Doppler la vitesse de rotation du Soleil, un décalage de 0.03A! En 1868, Sir Norman Lockyer (1836-1920) détecta dans le Soleil la présence d'un élément alors inconnu sur Terre – on le découvrit par la suite dans du gaz naturel mais il conserva son nom d'origine solaire: l'hélium. Le Coronium fut aussi découvert et nommé du fait de sa présence dans la couronne solaire; le Nébulium fut découvert dans des spectres de nébuleuses interstellaires. Mais le Coronium n'existe pas; il s'agit d'un haut niveau d'ionisation d'atomes déjà existants. Le Nébulium provient lui de transitions interdites et n'est pas non plus la trace d'un nouvel élément! En 1889, Antonia Maury découvrit, par le dédoublement périodique des raies spectrales, que Mizar était une étoile binaire. Le même phénomène fut montré sur Algol, ce qui était déjà soupçonné de part la forme de sa courbe de luminosité.



A partir de 1863, sous l'impulsion du père Secchi, la spectroscopie prend un tournant important. C'est le début de la classification spectrale. En 1882, Henry Rowland fit des progrès dans la fabrication de réseaux, outil largement utilisé de nos jours en spectroscopie. Les réseaux de diffraction se présentent d'un grand nombre de fentes parallèles très fines et très rapprochées; typiquement entre 100 fentes par millimètre et plus de 2000 traits/mm de nos jours. Par un phénomène assez complexe d'interférences des ondes lumineuses, les réseaux à diffraction produisent à peu près le même effet que les prismes, mais avec une meilleure résolution et un

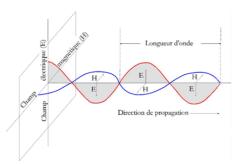
meilleur étalement.

Au début du XXième siècle, les liens se sont resserrés entre les chercheurs chimistes ou physiciens dans leurs laboratoires et les astronomes dans leurs observatoires. De cette collaboration est née une nouvelle façon de voir le monde et l'univers qui nous entoure. Nos yeux se sont ouverts avec l'analyse des ondes électromagnétique qui nous parvient des astres aussi bien dans le domaine du visible que dans d'autres domaines comme les rayons X, Gamma, radio, infrarouge, ultraviolet, etc...

Avec la possibilité d'utiliser des capteurs sensibles, comme les caméra CCD, et des réseaux à des prix abordables, les astronomes amateurs ont maintenant eux aussi accès à ce domaine qu'est la spectroscopie. Des amateurs comme Christian Buil ou Valérie Desnoux, en mettant à notre disposition des outils logiciels comme Iris ou VisualSpec, contribuent grandement à l'essor de ce type d'observations. Dans leurs études, les professionnels utilisent essentiellement la spectroscopie; une étude menée par François Colas sur les mission à l'ESO montre que plus de 75% du temps d'observation est consacré à l'imagerie spectrale. Les amateurs continuent pour leur part à observer en imagerie classique; il reste donc, pour notre plus grand bonheur, encore beaucoup à faire dans ce domaine!

7.2 - Théorie - formation des raies

La lumière comme des ondes électromagnétiques



Les ondes sont un moyen de transport d'énergie. Ce sont des perturbations qui se déplacent d'un point à un autre. Une corde bien tendue entre deux personnes est une bonne illustration du processus d'onde: si une personne bouge la corde, ce mouvement se propage vers la deuxième personne. La corde ne véhicule pas de matière d'une personne à l'autre, elle propage un mouvement, une onde. Un cailloux jeté dans l'eau génère des cercles concentriques qui s'éloignent du lieu de l'impact. L'eau n'est affectée d'aucun mouvement horizontal; on observe simplement une onde qui progresse en formant des cercles. Une onde est une perturbation qui transporte de l'énergie.

Une onde, à l'image des ronds concentrique dans l'eau, est souvent périodique et peut être caractériser par: la **longueur d'onde** qui est la distance entre deux creux ou deux crêtes de l'onde, la **fréquence** qui est le nombre de cycles qui passent par un point fixe en une seconde, la **vitesse** est la distance parcourue par la perturbation par unité de temps, et l'**amplitude** qui est la plus grande hauteur entre un creux et une crête. L'énergie transportée par une onde est proportionnelle au carré de l'amplitude.

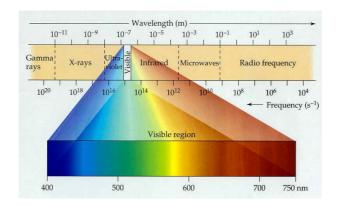
Une caractéristique importante des ondes est le principe de superposition. Deux ondes ou plus se déplacent simultanément dans la même région de l'espace de manière indépendante; ainsi, deux cailloux jetés dans une marre d'eau vont provoquer des ondes qui vont se croiser sans être affectées. Quand plusieurs personnes parlent dans une pièce, leurs voix se mélangent mais ne se déforment pas. La superposition est tout simplement l'addition mathématique des perturbations.



Historiquement, le rapprochement entre les radiations électromagnétiques et le principe d'ondes a débuter en 1862 quand le physicien écossais James Clerk Maxwell (1831-1879) montra que la lumière était une énergie transportée par un champ électrique et magnétique. Ces champs sont perpendiculaires à la direction de propagation et entre eux. Ils interagissent entre eux pour former une onde électromagnétique, qui se propage jusqu'à ce que l'énergie soit convertie en une autre forme. Comme l'aurait dit Lavoisier: "rien ne se perd, rien ne se crée, tout ce transforme".

Galilée suggéra, dans son "deux nouvelles sciences", que la vitesse de la lumière était finie, mais très grande comparée à celle du son. Le première preuve de la vitesse finie de la lumière fut apportée par l'astronome danois Ole Roemer (1644-1710) à l'observatoire de Paris. Il observa le décalage entre l'instant observé d'occultation de satellites de Jupiter et l'instant prévu. On sait aujourd'hui que la lumière parcoure un espace vide à la vitesse de 299792Km/s. C'est aussi la vitesse maximale pour le transport d'énergie, ce qui en fait une constante fondamentale de la nature, qui est à priori a la même valeur partout dans l'univers. On l'écrit 'c' dans les équations (du latin "celeritas").

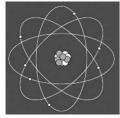
Les ondes électromagnétiques peuvent avoir des longueurs d'onde très courtes ou très élevées, sur un très large domaine spectral. L'œil n'est sensible qu'à une partie de ce domaine spectral, appelé domaine visible. Les longueurs d'onde se mesurent officiellement en mètre ou en sous unité comme le mm (1/1000ème de mètre, soit 10^{-3} m), μ m (un millionième de mètre, soit 10^{-6} m), ou nm (10^{-9} m). Pour le domaine visible, il est habituel d'utiliser l'Angström ($1A=10^{-10}$ m); il s'étend entre 3500A (violet) et 7000A (rouge), ou entre 350nm et 700nm – au choix.



Albert Einstein interpréta les travaux du physicien allemand Max Planck (1858-1947) sur les «corps noirs» pour expliquer l'effet photoélectrique et en conclure que la lumière était constituée de particules discrètes – les photons. Depuis, la double personnalité de la lumière, à la fois onde et particule, a fait l'objet de nombreuses expériences. Un photon est une particule électriquement neutre et sans masse qui voyage en ligne droite à la vitesse de la lumière (299792 Km/s). Son énergie est inversement proportionnelle à sa longueur d'onde λ : $E = hc/\lambda$.

Comme les ondes sonores, les ondes lumineuses se mélangent et peuvent se déplacer ensemble dans l'espace, formant des ondes composites comme la lumière blanche du Soleil. A l'inverse, les ondes peuvent être séparées, ou dispersées, en composantes – ou couleurs – élémentaires: un spectre. La spectroscopie stellaire est l'analyse des spectres d'étoiles.

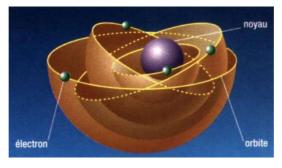
Atomes & molécules



Bien que le concept de particules microscopiques soit assez ancien, ce n'est qu'entre la période de Robert Boyle (1627-1691), physicien et chimiste anglais, et la mort du chimiste Antoine Lavoisier (1743-1794), que le concept de l'élément chimique apparut et donna un sens nouveau et précis des atomes. Cette théorie fut largement acceptée avec la théorie des gaz de John Dalton (1766-1844). Il déclara entre autre l'égalité entre les atomes: une particule d'hydrogène ressemble à toute particule d'hydrogène. Il affirma également le principe de transformation et de réarrangement des atomes, mais ni leur création ou leur destruction.

Plus récemment, la science divisa l'atome en particules encore plus petites. Le physicien anglais Joseph Thomson (1856-1940) identifia en 1897 l'électron, particule à charge négative faisant partie de l'atome. Au début du XXième siècle, l'anglais Ernest Rutherford (1871-1937) démontra que l'atome est essentiellement constitué de vide et que sa masse est concentrée dans un noyau. Ce dernier contient une particule chargée positivement, le proton, identifiée par Rutherford vers 1919. Vers 1932, le physicien anglais James Chadwick (1891-1974) mis en évidence une nouvelle particule, le neutron, sans charge électrique.

L'aspect définitif de l'atome, basé sur le travail du physicien danois Niels Bohr (1885-1962), est celui d'un noyau constitué de neutrons et de protons, avec des électrons tournant autour. L'identité chimique de chaque atome est déterminée par le nombre de protons dans son noyau, son nombre atomique. Le noyau le plus simple est celui de l'hydrogène: 1 proton; puis vient celui de l'hélium: 2 protons; ensuite vient celui du lithium: 3 protons; etc... Les atomes neutres contiennent autant d'électrons que de protons, les charges électriques étant opposées. C'est l'attraction entre ces charges qui assurent la cohésion de l'atome.





Quand l'atome contient plus de protons que d'électrons, on dit qu'il est ionisé positivement. Quand il contient plus d'électron que de protons, il est ionisé négativement. Un noyau atomique est constitués de 1 à environ 260 protons et neutrons. Les atomes sont classés dans une table périodique des éléments, bien connue des collégiens : Li, Lithium; Be, Béryllium; B, Bore; C, Carbone; N, azote; O, Oxygène; F, Fluorine; Ne, Néon; Na, Sodium; Mg, Magnésium; Al, Aluminium; Si, Silicium; P, Phosphore; S, Soufre; Cl, Chlore; Ar, Argon.

	IA 1																	2
'	Н	IIA											IIIA	IVA	٧A	VΙΑ	VΙΙΑ	He
2	3 Li	4 Be											5 B	°C	7 N	°O	9 F	¹⁰ Ne
3	11 Na	12 Mg	IIIB	IVB	٧В	VIB	VIIB		— VII -		IB	IIB	13 Al	14 Si	15 P	16 S	17 CI	18 Ar
4	19 K	20 Ca	21 Sc	22 Ti	23 Y	24 Cr	25 Mn	26 Fe	27 Co	28 Ni	29 Cu	30 Zn	31 Ga	32 Ge	33 As	34 Se	35 Br	36 Kr
	37	38	39	40	41	42	43	44	45	46	47	48	49	50	51	52	53	54
5	Rb	Sr	Υ	Zr	Nb	Мо	Тс	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Те	1	Хe
6	55 Cs		57 *La	72 Hf	73 Ta	74 W	75 Re	⁷⁶ Os	77 Ir	78 Pt	79 Au	80 Hg	81 TI	82 Pb	83 Bi	84 Po	85 At	86 Rn
7	87 Fr	88 Ra	89 +Ac	104 Rf	105 Db	106 Sg	107 Bh	108 Hs	109 Mt	110 Ds	111 Rg	112 Huh	113 Hut	114 Hua	115 Hun	116 Huh	117 Hus	118 Uuo
	ننا	1100		L::-	15.5	Jg	<u> </u>	1.13	1***		1.09	Joan	Jour	Joaq	Гопр	l Cuii	Dus	040
	58 5 9 6 0 6 1 6 2 6 3 6 4 6 5 6 6 6 7 6 8 6 9 7 0 7 1																	
	*Lar	nthani	ide	Ce				Sm	Eu	Gd	ъ⊓	Ďу	Но	Er	Tm	Υb	Lu	
	. 1 ab	inide						_	-	96							103	
	+AC	ımae		Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No	Lr	

La masse de l'atome est essentiellement celle du noyau puisque l'électron est 1800 fois moins massif que le proton ou le neutron. Si le nombre de protons définit la famille de l'atome, le nombre de neutron peut varier. Les noyaux du même élément atomique ayant un nombre différent de neutrons sont appelés des isotopes.

Les molécules sont des assemblages d'atomes. Ainsi, l'eau est constituée de deux atomes d'hydrogène et d'un atome d'oxygène; on le note H₂O.

Les lois de Kirchhoff

L'analyse de la lumière d'objets astronomiques ne montre pas toujours un arc-en-ciel continu. Les spectres peuvent être classés et interprétés selon les lois formulées en 1859 par Gustav Kirchhoff avec l'aide de Robert Bunsen. Il existe trois types de spectres:

- spectre continu
- spectre de raies d'émission
- spectre de raies d'absorption

Le modèle de Bohr de l'atome, même s'il est incomplet et n'explique pas tout en spectroscopie, permet d'expliquer les trois lois de Kirchhoff.

Spectre continu, dit du corps noir

Première loi de Kirchhoff: un gaz à pression élevé, un liquide ou un solide, s'ils sont chauffés, émettent un rayonnement continu qui contient toutes les couleurs.



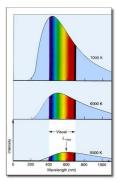
Un feu de bois chauffe et éclaire, une plaque électrique chauffante émet aussi de la lumière. Intuitivement, il y a une relation entre la température d'un corps et la lumière qu'il émet. La lumière est un phénomène électromagnétique. La théorie de Maxwell nous apprend que, pour créer de la lumière, il faut une charge électrique dont le mouvement change. Typiquement, l'électron, particule légère tournant autour d'un noyau de proton et le neutron plus lourd, joue ce rôle. Quand la température augmente, les particules bougent plus – tout comme l'air chaud est plus agité que l'air froid.

Toute substance, à une certaine température, émet de la lumière. A température ambiante, cette lumière se situe dans l'infrarouge et n'est pas visible avec nos yeux. Mais la plaque chauffante de notre cuisine par exemple émet de la lumière rouge dans le spectre visible. Cette "lumière" est appelé rayonnement d'un corps noir, et s'étend bien au delà du domaine visible de longueurs d'ondes. Bien qu'à haute température un corps "noir" soit lumineux, on utilise ce terme pour indiquer que ce corps ne réfléchit pas de lumière; à basse température, il est noir. Ainsi, le filament d'une ampoule électrique est noir; porté à haute température par un courant électrique, il émet de



la lumière. Une étoile est aussi un corps noir, mais à une température telle qu'on peut la voir dans le domaine visible.

Dans un gaz très chaud, les atomes ont une grande énergie cinétique et les collisions entre eux sont très fréquentes. Les électrons passent à des niveaux d'excitation élevés et redescendent en produisant une raie d'émission. Toutefois, si le gaz est à très haute pression et densité, l'électron peut ne pas avoir le temps de redescendre complètement à son niveau de stabilité avant une collision avec un autre atome. Ce phénomène tend à décaler chaque raie d'émission sur une large bande de longueurs d'onde. La même chose se produit pour l'ensemble des lignes environnante, de sorte que quand la lumière sort du gaz, elle est étalée de façon continue.



Spectre de raies d'émission

Deuxième loi de Kirchhoff: un gaz chaud, à basse pression (bien moins que la pression atmosphérique), émet un rayonnement uniquement pour certaines couleurs bien spécifiques: le spectre de ce gaz présente des raies d'émission sur un fond noir.

Dans un gaz ne contenant qu'une sorte d'atome et à très basse température, les électrons sont tous à leur niveau de stabilité. Au fur et à mesure que la température augmente, les atomes gagnent de l'énergie cinétique et entrent en collision entre eux, provoquant la transition des électrons vers des niveaux d'énergie plus élevés, prédéfinis par le type d'atome. Quand les électrons reviennent à leur état stable, ils émettent des photons à autant de longueurs d'ondes correspondant aux différences d'énergie existant dans ce type d'atome. Avec l'émission de ces photons, le gaz va devenir lumineux à ces longueurs d'ondes de transition d'énergie.

A température modérée, seul le premier niveau d'énergie est vraiment visible et le spectre ne montre qu'une seule raie d'émission. A plus haute température, plus de transitions sont possibles et le spectres montre plus de raies d'émission, caractéristiques du type d'atome qui compose le gaz.

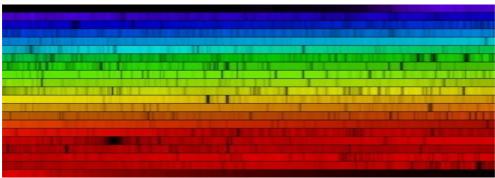
Spectre de raies d'absorption

Troisième loi de Kirchhoff: un gaz, à basse pression et à basse température, s'il est situé entre un observateur et une source de rayonnement continu, absorbe certaines couleurs, produisant des raies qui apparaissent en absorption, superposées à un spectre continu. Ces raies en absorption se retrouvent aux mêmes longueurs d'onde que celles émises lorsque le gaz était chaud.

Une source de lumière à spectre continu (un corps noir lumineux!) contient des photons de toutes longueurs d'ondes, de toutes énergies. Pour qu'un électron transite d'un niveau stable à un niveau excité, il est nécessaire que l'atome absorbe un photon dont l'énergie corresponde rigoureusement à la différence d'énergie entre ces deux niveaux, stable et excité. A l'inverse, lorsque l'électron redescend à un niveau stable, il émet un photon d'énergie égale à la différence d'énergie entre ces deux niveaux. Chaque élément chimique a ses niveaux d'énergie, qui lui sont propres et qui constituent en quelque sorte sa signature.

Imaginons maintenant qu'on regarde la source à travers un gaz. Dans les atomes constituant ce gaz, les électrons vont bien entendu redescendre à leur niveau stable et reémettrent des photons de même énergie que celle absorbée, mais ces reémissions vont se faire dans toute les directions et pas seulement sur notre ligne de visée. Ainsi, peu de photons ré-émis arrivent dans notre direction par rapport aux autres photons qui traversent le gaz sans être "capturés" par les atomes qui le composent. Nous observons ainsi le spectre continu de la source avec des raies sombres. Ces dernières sont localisées aux longueurs d'ondes caractéristiques des atomes composant le gaz. Les raies d'absorption, tout comme les raies d'émission, forment une "empreinte digitale" spectrale de la composition du gaz observé. Comme Sherlock Holmes, l'astronome retrouve à partir du spectre la composition de l'objet observé ou des milieux traversés par la lumière avant de parvenir au spectrographe - y compris l'atmosphère terrestre. La lumière solaire est un exemple de spectre d'absorption: le Soleil fournit le spectre continu, les raies d'absorption sont produites lorsque la lumière traverse les couches ténues et transparentes de l'atmosphère solaire; l'astronome étudie ainsi la composition chimique de cette atmosphère.



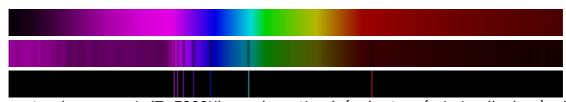


spectre du Soleil (Olivier Garde, avec un Lhires III)

Identification des éléments chimiques

Une source lumineuse astronomique, comme une étoile ou une nébuleuse gazeuse, contient un mélange de particules chimiques, qui absorbent ou émettent des ondes électromagnétiques de longueurs d'onde prédéfinies. En comparant les longueurs d'onde associées à des éléments chimique en laboratoire avec les spectres obtenus par un instrument astronomique, les astrophysiciens peuvent identifier les éléments contenus dans la source observée.

La méthode pour identifier les raies au départ inconnues est la suivante: l'astronome observe l'astre avec un spectroscope, puis il observe un gaz connu (comme le néon, le titane...) ce qui lui donne une référence. Ainsi calibré, le spectre de l'objet inconnu présente des raies à des longueurs d'onde mesurées. L'astronome peut alors identifier dans des catalogues ces raies par rapport à des éléments chimiques observés en laboratoire.



spectre de corps noir (T=7000K), en absorption (véga), et en émission (hydrogène)

Ainsi, les lois de Kirchhoff permettent d'identifier la composition des étoiles et nébuleuses. Mais il est possible d'obtenir d'autres renseignements à partir d'un spectre, comme la température de la source, sa densité, sa rotation, son mouvement...

Spectre continu du corps noir

La loi de Wien

C'est en analysant les spectres émis par des corps noirs à différentes températures que Wilhelm Wien découvrit, en 1893, que la lumière se distribue autour d'une longueur d'onde privilégiée: le pic d'émissivité, inversement proportionnel à la température. La forme du profil du spectre d'u corps noir est très caractéristique, en forme de cloche asymétrique. Le sommet de la courbe, qui correspond à la longueur d'onde du pic d'émissivité est donnée par la loi de Wien:

$$\lambda_{pic}(m) = 2.90.10^{-3} / T(K)$$

Il est à noter que l'unité officielle de la température est le kelvin (K) qui correspond à la température minimum d'un corps, le zéro absolu. A cette température (théorique), les particules constituant ce corps ne présentent plus aucun mouvement. Pour obtenir la température en degrés Celsius, il faut enlever 273° à la température exprimée en Kelvins:

$$T(^{\circ}C) = T(^{\circ}K) - 273^{\circ}$$

Sur un spectre d'étoile, le profil du spectre est celui d'un corps noir et le pic d'émissivité permet de calculer la température de surface de l'astre. Ainsi, le Soleil qui a son pic d'émissivité vers 500nm, dans le vert, a une température de surface de 5800K. Une étoile plus chaude aura son pic d'émissivité dans le bleu; une étoile plus froide que le Soleil aura son pic dans le rouge. Le tableau suivant donne la couleur apparente d'une étoile en fonction de sa température de surface:



T(K)	Couleur apparente
4000	Rouge
5000	Jaune, Orangé
6000	Blanc
15000	Bleu

A noter qu'une étoile, quelque soit sa température de surface, émet dans toutes les longueurs d'onde. Sa couleur vue d'une planète environnante serait banche. C'est quand l'étoile est trop éloignée, et assimilée à un point, que sa couleur est dépendante du pic d'émissivité. La couleur peut toutefois être modifiée par des fortes raies d'émission ou d'absorption pour des étoiles particulières.

La loi de Stefan-Boltzmann

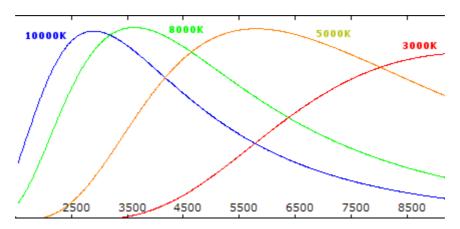
Quand la température d'un corps noir augmente, la loi de Wien indique que la longueur d'onde du pic d'émissivité décroît. Mais l'aire définie par le profil spectral, l'intensité totale de la lumière, augmente. En 1879, Josef Stefan découvrit que la lumière émise par chaque mètre carré de la surface d'un objet chauffé est proportionnelle à la puissance quatre de la température en kelvins; cette loi fut démontrée en 1884 par Ludwig Boltzmann (1844-1906). La quantité de lumière émise par chaque mètre carré d'un corps noir est appelée luminosité surfacique (I) et est définie par la loi de Stefan-Boltzmann:

$$I = 5.67.10^{-8} * T^4$$

avec T en kelvins et 'l' en $W/(m^2K^4)$. Bien entendu, la luminosité globale (L) d'un corps dépend aussi de sa surface (S):

$$L = S * I = S * 5.67.10^{-8} * T^{4}$$

A noter que grâce aux lois de Wien et de Stefan-Boltzmann, on peut déterminer le diamètre des étoiles dont la distance est connue, par mesure de parallaxe par exemple.



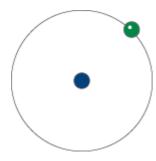
Déformation du continuum

Les spectres d'étoiles observés n'ont pas toujours la forme en cloche typique d'un spectre de corps noir. Cela est du à plusieurs phénomènes:

- ✓ Les molécules présentent dans l'atmosphère des étoiles peuvent être à l'origine d'un nombre important de raies d'absorption si larges que la forme en cloche n'est plus perceptible.
- ✓ La présence de deux ou plusieurs objets très rapprochés produit un spectre qui est la superposition de plusieurs spectres différents.
- ✓ Lorsque les électrons rencontrent un champ magnétique, ils se mettent à tourner autour des lignes du champ magnétique en émettant ce qu'on nomme un rayonnement synchrotron. Contrairement au spectre thermalisé dont le pic d'émissivité est fonction de la température, ce type de spectre continu est à peu près plat.
- ✓ La capture d'électrons au sein d'un gaz chaud et ténu donne lieu à un spectre continu qui est aussi relativement plat. Chaque électron capturé émet un photon dont l'énergie dépend à la fois de l'énergie cinétique qu'il possédait juste avant la capture et du niveau qu'il retrouvera avant d'entreprendre sa cascade de sauts vers le niveau fondamental. Ce type de spectre accompagne souvent les spectres d'émission.



Les raies d'hydrogène

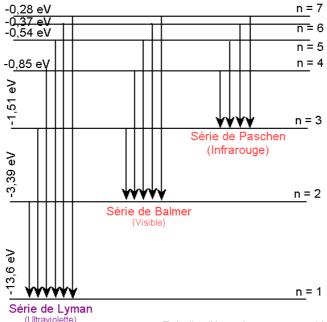


La majorité de la masse de l'univers est constitué d'hydrogène. Cet élément est présent en abondance dans les étoiles. Il est donc naturel d'étudier plus en détail le spectre de l'hydrogène. Cet atome est constitué d'un noyau avec un seul proton. L'électron peut se situer à des niveau définis dont les six premiers sont: le niveau 1 qui est stable et d'énergie 0, le niveau 2 (énergie de 1.63 10¹8J), le niveau 3 (1.93 10¹8J), le niveau 4 (2.04 10¹8J), le niveau 5 (2.09 10¹8J), et le niveau 6 (2.13 10¹8J). Les niveaux élevés sont moins fréquemment fréquentés que les premiers niveaux; il est donc plus rare de trouver des électrons aux niveaux 7 et supérieurs. Mais rien qu'avec ces 6 premiers niveaux, il existe 15 transitions.

Seules les transitions vers le niveau 2 correspondent à des photons dont les longueurs d'onde tombent dans le domaine visible; elles sont nommées $H\alpha$ (3->2), $H\beta$ (4->2), $H\gamma$ (5->2), et $H\delta$ (6->2). Ce sont les transitions de Balmer, en l'honneur de Johann Balmer qui, en 1885, proposa une expression mathématique empirique reliant entre elles leurs longueurs d'onde:

$$1/\lambda_n = R.(1/2^2-1/n^2)$$

avec R: constante de Rydberg; 1/R=91.15nm.



Echelle d'énergie non respectée

Les transitions de Balmer peuvent être suivies de la transition 2->1 qui est très énergétique et émet un photon dans l'ultraviolet. Les transitions vers le niveau 1 sont appelée transition de Lyman. La transition 2->1 est notée $L\alpha$. Les transitions vers les niveaux 3, 4, ou 5 sont par contre peu énergétiques et les photons sont plus dans l'infrarouge. La série de Paschen est celle des transitions vers le niveau 3.

Le tableau suivant donne les longueurs d'ondes de ces raies:

Série: Raie	Transiti	Longueur d'onde	Couleur	
	on	(nm)		
Paschen: Pα	4->3	1875.1	Infra-	
			Rouge	
Paschen: Pβ	5->3	1281.8	Infra-	
			Rouge	
Paschen: Pγ	6->3	1093.8	Infra-	
			Rouge	
Balmer: Hα	3->2	656.5	Rouge	
Balmer: Hβ	4->2	486.3	Bleu	
Balmer: Ηγ	5->2	434.2	Indigo	
Balmer: Hδ	6->2	410.3	Violet	
Lyman: Lα	2->1	121.5	Ultra-	
			Violet	
Lyman: Lβ	3->1	102.6	Ultra-	
			Violet	
Lyman: Lγ	4->1	97.2	Ultra-	
			Violet	
Lyman: Lδ	5->1	95.0	Ultra-	
			Violet	
Lyman: Lε	6->1	93.8	Ultra-	
			Violet	

La mécanique quantique ainsi que le calcul à partir du modèle de Bohr montre que l'énergie du niveau 'n' est égale à:

$$E_n = -E_0/n^2$$

Le signe négatif traduit le fait qu'il s'agit d'un état lié. Traditionnellement, on attribue une énergie potentielle nulle à l'atome qui acquiert exactement l'énergie nécessaire à son ionisation. On en déduit que la fréquence v de la lumière émise par un atome subissant une transition du niveau d'énergie En au niveau d'énergie $E_p < E_n$ est telle que:

$$h.v = E_n - E_p = E_0.(1/p^2 - 1/n^2)$$

Soit:

$$v = E_0 / h \cdot (1/p^2 - 1/n^2)$$

On a donc (puisque $\lambda \cdot v = c$):

$$1/\lambda = R. (1/p^2 - 1/n^2)$$

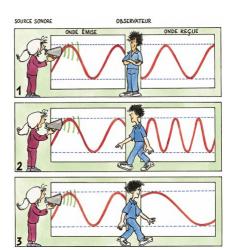
Avec R = $E_0/(h.c)$ = 1.097.10⁷ m⁻¹. Avec p=2, on retrouve la formule empirique de Balmer.

7.3 - Analyses des raies

Décalage (effet Doppler-Fizeau)

Il est courant d'observer l'effet Doppler: une voiture qui s'approche émet un son aigu qui devient grave quand elle s'éloigne. Le physicien autrichien Christian Doppler étudia ce phénomène en 1842. Les ondes émises par la source mobile sont comprimées en avant et étirées en arrière. Ceci s'explique par le fait que la source "rattrape" les ondes devant alors qu'elle s'éloigne des ondes derrière.

Doppler suggéra que les couleurs des étoiles pourraient être dues à un tel effet, affectant leur lumière. En 1848, le physicien français H. Fizeau montra que les vitesses des étoiles étaient beaucoup trop faibles par rapport la vitesse de la lumière pour provoquer une modification appréciable de leurs couleurs. Il conclut par contre que l'on pouvait espérer détecter de faibles variations des longueurs d'onde des raies dans leur spectre. L'expérience fut réalisée pour la première fois avec succès par l'astronome anglais W. Huggins en

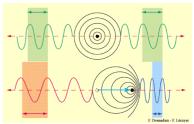




1868. Il mesura le décalage des raies d'hydrogène dans le spectre de Sirius et en déduisit que Sirius s'éloigne du Soleil avec une vitesse de l'ordre de 45Km/s.

L'effet Doppler-Fizeau se traduit donc par une modification des ondes émises par une source en mouvement. Dans le cas d'une étoile en mouvement, l'effet Doppler apparaît par un décalage des raies du spectre. Plus la source va vite par rapport à l'observateur, plus ce décalage sera important. Pour des objets très rapides comme les galaxies ou les quasars, les décalages sont particulièrement importants.

Quand la source s'approche de l'observateur, les raies sont décalées vers le Bleu; quand la source s'en éloigne, elles sont décalées vers le rouge. C'est toutefois un abus de langage car les ondes radioélectriques, dont les longueurs d'ondes sont au delà du rouge, sont décalée en fait vers les longueurs d'ondes supérieures. Mais le terme est resté ("redshift" en anglais) car c'est ce décalage quasiment systématique de la lumière des galaxies vers le rouge qui a démontré que l'univers était en expansion – selon la fameuse loi de Hubble.



L'effet Doppler-Fizeau joue un rôle très important en astrophysique parce que les astres sont animés de vitesses les uns par rapport aux autres. Comme la plupart d'entre eux sont situés à des distances considérables, il n'est généralement pas possible de mettre en évidence leurs déplacements apparents et de déterminer la composantes transverse de leur vitesse: la seul composante accessible est alors la composante radiale, grâce à l'effet Doppler-Fizeau qu'elle provoque dans leur spectre.

Le décalage en longueur d'onde $\Delta\lambda$ pour la lumière dépend de la vitesse radiale 'v' de l'objet par rapport à l'observateur:

$$\Delta \lambda = 1 + v/c$$

Avec 'c' la vitesse de la lumière dans le vide. Par convention, lorsque la source s'approche de l'observateur, la vitesse 'v' est négative; lorsque la source s'en éloigne, elle est positive. Cette équation n'est toutefois valable que pour des vitesses petites par rapport à celle de la lumière; par exemple en dessous de 0.1c. Cela permet déjà d'étudier les vitesses des étoiles et les rotations des galaxies. Au delà de 0.1c, il faut tenir compte d'un effet relativiste qui ralentit le temps. Le facteur de ralentissement du temps γ est donné par l'équation:

$$\gamma = 1/\text{sqr}(1 - v^2/c^2)$$

Le temps étant ralenti d'un facteur γ , la période T de la lumière émise par un atome sera elle-même multipliée par γ . La longueur d'onde étant proportionnelle à la période, sa valeur est elle aussi multipliée par γ . La valeur du décalage relativiste est donc:

$$\Delta \gamma_{\text{relativiste}} = \gamma . \Delta \lambda = \text{sqr}[(1 + \text{v/c}) / (1 - \text{v/c})]$$

On en déduit donc la vitesse relative de la source en fonction du facteur de décalage relativiste:

$$v = c.(\Delta \gamma_{relativiste}^2 - 1)/(\Delta \gamma_{relativiste}^2 + 1)$$

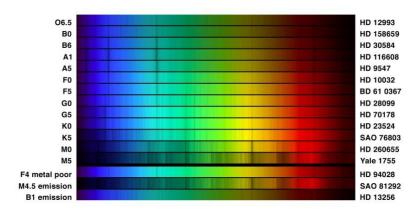
7.4 - Classification des étoiles

Température: Oh Be A Fine Girl Kiss Me!

Le physicien allemand Joseph Fraunhofer avait observé dès 1814, à Munich, que les spectres des étoiles, comme celui du Soleil, étaient parsemés de raies d'absorption. L'examen visuel détaillé des caractéristiques spectrales des différentes étoiles conduisit, vers 1866, le père italien Angelo Secchi et l'anglais W. Huggins à classer les étoiles en diverses catégories, caractérisées chacune par des propriétés spectrales similaires. Le relativement faible nombre de spectres qu'ils avaient à disposition les conduisirent à définir trois types spectrales classé par ordre de température décroissante: les étoiles de type I sont blanches avec un spectre à dominance en raie d'hydrogène; les étoiles de type II sont jaunes avec un spectre contenant des raies métalliques; les étoiles de type III sont rouges avec des bandes moléculaires larges (dont les oxydes de titane et de zircon). Modifiée par Vogel en 1874, cette classification n'a plus grande utilité de nos jours. L'utilisation de la photographie permit d'introduire une méthode de classification quantitative. Elle fut développée à l'observatoire de Harvard par H. Drapper et A.J. Cannon qui, sous la direction de Edward Pickering, avaient entrepris, vers 1880, une classification systématique des spectres stellaires photographiés. Elle aboutit à la répartition des étoiles en différentes classes de types spectraux, notées par une lettre de la série: OBAFGKM[RNS]. La disparition de certaines lettre et



l'inversion de certaines autres reflètent les tâtonnements de la classification avant d'aboutir à une description scientifique ordonnée selon la variation continue d'un paramètre physique: la température. Les anglais utilisent la phrase suivante pour se souvenir de cette série spectrale: Oh Be A Fine Girl (Guy) Kiss Me [Right Now Sweetheart]! Trois classes sont occasionnellement utilisées: W pour les étoiles de type Wolf-Rayet, assez proche des étoiles de type O; P pour les nébuleuses gazeuses, dont le spectre présente des raies d'émission brillantes d'hydrogène ainsi que d'oxygène et de azote dont plusieurs électrons sont partis de leur orbite atomique suite aux conditions physique au sein de ces nébuleuses; et enfin le type Q pour les novae.



Chaque classe est subdivisée en 10 sous-classes, de 'a' à 'e' puis '0' à '5' pour le type O, et de '0' à '9' pour les autres types spectraux sauf S qui n'est pas divisé et N qui est divisé de '1' à '3'. Ces divisions permettent une classification très fine. Les critères de classification reposent sur l'apparition de certaines raies, et leur intensité relative qui sont reliées avec la température dans la zone de l'étoile où se forment ces raies.

Type Spectral	Température (K)	Type spectral
0	>20 000	Hélium ionisé (He II)
В	20 000-10 000	Hélium neutre, des raies d'hydrogène commencent à apparaître
А	10 000-7 000	Raies d'hydrogène neutre (série de Balmer) bien visibles
F	7 000-6 000	Calcium ionisé (Ca II) visible tandis que les raies d'hydrogène faiblissent
G	6 000-5 000	Calcium ionisé Ca II prédominant, raies d'hydrogène très faibles, des raies métalliques comme le fer apparaissent
К	5 000-3 500	Les métaux neutres (Ca, Fe) dominent, des bandes moléculaires sont visibles
М	3 500-2 000	Les bandes moléculaires sont nettement visibles, particulièrement celles de l'oxyde de titane (TiO)
S	2 500	Oxyde de Zircon
R	2 000	Carbone
N	1 500	Composés du carbone



Le type O est caractérisé par les raies de l'hélium ionisé qui n'apparaissent qu'à des températures très élevées, l'hélium étant très difficile à ioniser. A l'autre extrémité de la classification, les étoiles de type M sont caractérisées par des bandes moléculaires de l'oxyde de titane (TiO) – à des températures plus élevées, cette molécule serait détruite. Le Soleil est une étoile de type G2. Voici un descriptif plus complet de chacun de ces types.

Type O (28000K-50000K)

De part les très hautes températures qui règnent dans ces étoiles, les raies visibles dans leur spectres sont surtout liées aux atomes ionisé, c'est-à-dire dont un ou plusieurs électrons périphériques ont été séparés de l'atome. L'hélium est un élément atomique qui donne des raies assez brillantes; le spectre des étoiles O présente donc des raie d'hélium ionisé fortes. Des raies d'oxygène et d'azote ionisé deux ou trois fois sont aussi présentes. Les étoiles de type Oa, Ob, et Oc sont aussi classées en W (étoile de Wolf-Rayet). Peu d'étoiles sont de ce type spectral. Les étoiles O sont blanches et bleues; exemples: Delta Ori (Mintake), Naos, Alnitak...

Type B (9900K-28000K)

Les températures des étoiles B ne sont pas assez élevées pour ioniser l'hélium. On trouve donc principalement les raies de l'hélium dans son état neutre. L'oxygène et l'azote ionisés sont encore visibles, mais leur intensité décroît avec la température tandis que les raies d'hydrogène (raies de Balmer) font leur apparition. Les étoiles B sont blanc et bleues; exemples: Rigel, Spica, Achernar... Du fait de très grande luminosité intrinsèque, les étoiles Be apparaissent en grand nombre dans le ciel. On les trouve aussi souvent en amas.

Parfois, les raies d'hydrogène sont en émission par rapport au continuum; ceci indique la présence d'une atmosphère dense et large autour de l'étoile. On indique ces étoiles à émission par le suffixe 'e', ce sont les fameuses étoiles de type 'Be'. Parmi les étoiles de type Be, on peut citer la variable irrégulière γ Cassiopeiae.

Type A (7400K-9900K)

Les étoiles de type A sont très fréquentes, de part leur grande luminosité intrinsèque et de leur relative abondance dans notre région de la galaxie. Les raies de Balmer de l'hydrogène sont les plus importantes; elles sont à leur maximum d'intensité entre A0 et A1 pour faiblir ensuite. Les raies de l'hélium ont disparues – la température étant trop faible. Les raies du calcium ionisé sont de plus en plus intenses. Les étoiles A sont blanches; exemples: Sirius, Vega., Altair..

Type F (6000K-7500K)

Les raies H et K du calcium ionisé sont les plus importantes tandis que les raies d'hydrogène diminuent d'intensité. Des raies d'absorption fines d'origine métallique sont de plus en plus nombreuses. Les étoiles F sont jaunes et blanches; exemples: l'étoile Polaire, Procyon...

Type G (4900K-6000K)

Ce sont les étoiles de type solaire, notre Soleil étant lui-même de type dG2. Le spectre est très riche en raies métalliques, pouvant masquer certaines raies de l'hydrogène. Les raies du Fer sont prédominantes. Les raies du calcium ionisés (Ca II) sont intenses, des bandes moléculaires CH et CN apparaissent. Les étoiles G sont jaunes; exemples: le soleil, Capella...

Les étoiles de type G commencent à montrer une caractéristique particulière, partiellement visible dans le type F mais qui est importante dans les types suivants: certaines étoiles ont des bandes beaucoup plus fines que d'autres, et les intensités relatives de certaines raies sont différentes. Ce phénomène est lié à la pression. Les étoiles à basse pression sont de type géantes et ont des raies fines; elles sont notées par un 'g' devant (comme "giants"). Les étoiles à haute pression sont de type naines et ont des raies plus larges; elles sont notées par un 'd' devant (comme "dwarf"). Capella est une binaire spectroscopique constituée de deux géantes de type gG8 et gG0 tandis que le Soleil est une naine de type dG2.

Type K (3500K-4900K)

Etoiles pour lesquelles les raies H et K du calcium ionisé (Ca II, Ca I) sont maximales vers le type K1; les raies des métaux neutres se renforcent, particulièrement le fer, et celles de l'hydrogène disparaissent. Les bandes moléculaires s'intensifient, notamment l'oxyde de titane. Les étoiles K sont oranges; exemples: Arcturus, Aldébaran...



Type R (3500K-4900K)

Les étoiles de type R sont peu fréquentes; avant 1908, elles étaient cataloguées avec les types N. Visuellement, elles se ressemblent beaucoup; mais photographiquement, les régions bleu et violet sont plus brillantes que dans le type N. Les types R sont des astres peu brillants aux spectres composites présentant simultanément les caractéristiques des régions émissives très chaudes (présence de raies d'hélium ionisé) et des zones très froides (présence de forte bandes moléculaires). On trouve des bandes de CN et C₂. Les étoiles R sont rouges et oranges.

Type M (2000K-3500K)

Ces étoiles sont la plupart d'éclat variable. Les bandes moléculaires d'oxyde de Titane (TiO) sont très intenses dans leur spectre. Les raies d'hydrogène sont invisibles, sauf dans certains cas de variables à longue période où elles apparaissent en émission à certains moment de leur évolution d'éclat. Les étoiles M sont rouges; exemples: Antarès, Bételgeuse...

Les deux étoiles de type M les plus brillantes du ciel sont actuellement à l'opposée l'une de l'autre. Les anciens croyaient que les dieux avaient placé Orion et le Scorpion de telle sorte qu'ils ne se rencontrent jamais dans le ciel, le grand chasseur ayant été tué par l'animal. Alpha Ori et Alpha Sco sont des étoiles rouges très froides de type M. Elles sont bien visibles à l'œil nu car ce sont des super géantes rouges.

Mais les étoiles de type M peuvent aussi être des milliards de fois plus faibles, comme les étoiles naines.

Type N (2000K-3500K)

Ce sont des astres peu brillants aux spectres composites présentant simultanément les caractéristiques des régions émissives très chaudes (présence de raies d'hélium ionisé) et des zones très froides (présence de forte bandes moléculaires). On trouve des bandes de C2. Les étoiles N sont rouges foncées et sont presque toutes variables.

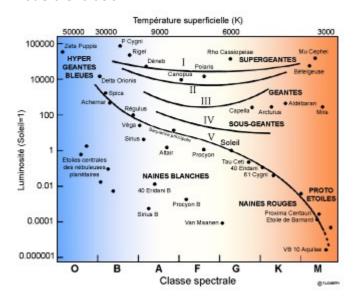
Type S (2000K-3500K)

Egalement presque tous variables, ces astres sont peu brillants avec un spectre composite présentant simultanément les caractéristiques des régions émissives très chaudes (présence de raies d'hélium ionisé) et des zones très froides (présence de forte bandes moléculaires). On trouve des bandes de l'oxyde de Zirconium (ZrO). Les étoiles S sont rouges et semblent toutes être des géantes.



Luminosité absolue et diagramme de Herzsprung-Russell

Cette méthode fondée sur l'analyse de spectre de raies est très précise et conduit à de bonnes détermination des températures des couches superficielles des étoiles. Au début du XXième siècle, l'accumulation d'un grand nombre d'observations d'étoiles individuelles a conduit les astronomes a chercher à établir des relations qui permettraient de mettre un peu d'ordre dans ce fouillis d'informations. Travaillant indépendamment, Ejnar Hertzsprung et Henry Norris Russell eurent l'idée de faire un graphique représentant les étoiles en fonction de leur luminosité absolue et de leur température de surface (donc leur classe spectrale). Sur ce graphique, appelé aujourd'hui diagramme HR en leur honneur, Hertzsprung et Russell découvrirent que les étoiles ne sont pas distribuées uniformément, mais se regroupent dans certaines zones bien déterminées. Les astrophysiciens purent alors interpréter ce diagramme par la théorie de la structure interne des étoiles, et de décrire leur mode d'évolution.



Environ 80% des étoiles se situent sur la diagonale du diagramme HR, que l'on nomme la série principale. La position et la forme générale de la série principale est facile à comprendre: la diagonale que suit approximativement la série correspond à une relation de proportionnalité entre la température de surface et sa luminosité. Plus la température est élevée, plus la luminosité est élevée. Toutefois, il existe des étoiles pour lesquelles la relation entre la température et luminosité n'est pas aussi simple. Les étoiles situées au dessus de la série principale sont systématiquement trop brillantes pour leur température, tandis que les étoiles situées au dessous ne sont pas assez brillantes pour leur température.

C'est la taille d'une étoile qui détermine le fait qu'elle se trouve ou non sur la série principale. En effet, la luminosité d'une étoile est fonction de sa température et de sa taille (loi de Stefan-Boltzmann). Les étoiles situées au dessus de la série principale sont plus lumineuses que les étoiles de même température situées sur la série principale tout simplement parce qu'elles sont plus grosses, d'où l'appellation de géantes. Les étoiles situées en dessous de la série principale sont plus petites, d'où l'appellation de naines.

C'est la netteté d'une raie spectrale qui permet de déterminer la classe de luminosité. Sur le cliché photographique d'un spectre, la netteté d'une raie varie en raison inverse de son intensité. Une raie intense apparaît large et floue, tandis qu'une raie peu intense apparaît fine et nette. Les étoiles dont les couches externes sont très diluées, comme les géantes, ont ainsi des raies peu intenses, et donc fines et nettes. En revanche, les raies des étoiles ultra denses, comme les naines blanches, sont intenses et apparaissent larges et floues. La netteté des raies des étoiles de la série principale se situe entre ces deux extrêmes.

La netteté des raies, qui reflète leur intensité absolue, permet de ranger les étoiles dans un système de classes de luminosité noté en chiffre romain de I (super géantes, en haut du diagramme HR) à V (série principale. Ce système de classification se nomme système MK en l'honneur de W.W. Morgan



et Philip Childs Keenan qui l'ont développé. Les étoiles naines n'en faisaient pas partie, mais sont parfois notées N. On les note aussi VI et VII de nos jours. Certaines étoiles sont de classe de luminosité intermédiaire. On le notera III-IV par exemple. Enfin, certaines classes, notamment les super géantes, peuvent être subdivisées en sous classes notées 'a', 'ab', ou 'b'. La classification

complète (Kitchin 1995) est:

I, Ia, Iab, Ib	Etoiles super géantes (la classe 0 est parfois utilisée pour le étoiles vraiment exceptionnelles comme P Cyg)
II	Etoiles géantes brillantes
II-III, IIIa, IIIab, IIIb, III-IV	Etoiles géantes
IV	Etoiles sous-géantes
V	Etoiles de la série principale
VI	Etoiles sous-naines
VII	Etoiles naines blanches

Critères spécifiques

Pour répondre au critères trés spécifiques de certaines étoiles, on rajoute parfois un dernier suffixe à la classe spectrale, pour indiquer telle ou telle particularité ; voici une liste des principaux codes employés (Kitchin 1995):

com	Mixage spectral : deux types de spectres sont
	mélangés
р	
	indiquant la présence d'une étoile binaire non
	résolue.
e	Indique au moins une raie en émission. Si les raies
	d'hydrogène sont présentes, une lettre grecque
	peut indiquer la dernière raie d'hydrogène visible.
	Par exemple, 'eγ' si Hγ est la dernière raie visible de
	la série de Balmer.
m	Raies métalliques fortement présentes de manière
	anormale (souvent appliqué aux étoiles de classe
	A).
n	Raies d'absorption visibles dues à une rotation
	rapide.
nn	Raies d'absorption très visibles dues à une rotation
	très
	Rapide.
neb	Le spectre d'une nébuleuse est mélangé avec
	l'étoile
р	Particularités non spécifiées sauf lorsqu¹il s¹agit
'	d'étoiles de classe À qui font apparaître d'anormales
	raies métalliques intenses.
S	Présence de raies très fines.
sh	Etoiles de classe B à F présentant des raies
	d¹émission d'une enveloppe de gaz.
var	Spectre d'étoile variable.
wl	Faibles raies métalliques en provenance d'une étoile
	peu brillante.

Ainsi, l'intensité relative des raies de divers éléments nous renseigne sur la température de surface (le type spectral) et la netteté des raies – l'intensité absolue – nous renseigne sur la taille (la classe de luminosité). Deux étoiles jumelles sont deux étoiles qui ont le même type spectral et la même classe de luminosité. Elles se situent dans le même secteur du diagramme HR, et on peut admettre que leur luminosité est pratiquement identique. Le Soleil est une étoile de type G2V, Antares de type M1I et Regulus de type B7V.



8) Applications

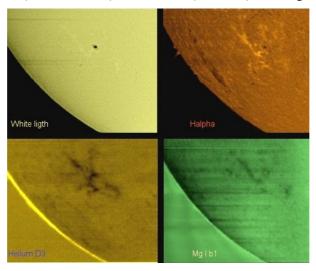
Il y a de très nombreux projets à faire avec un tel spectrographe que le Lhires III, surtout si vous disposez de plusieurs réseaux pour modifier la résolution de l'instrument. Nous ne donnons qu'une petite série d'exemples et nous vous recommendons de vous inscrire sur la liste Spectro-L où de nouveaux projets sont parfois abordés.

Allez aussi sur notre site web (http://www.shelyak.com) où certains projets sont aussi documentés.

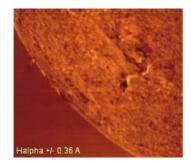
8.1 - Spectro-Héliographie

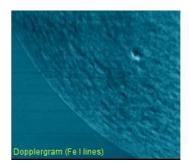
Jusqu'à présent, la spectro-héliographie était réservée aux bricoleurs car il fallait se faire son propre instrument. Avec un Lhires III et une petite caméra vidéo (webcam), il est maintenant possible de faire un enregistrement vidéo de spectres sur un scan du Soleil. Après traitement informatique, l'image du Soleil est reconstitué.

Grâce au positionnement au choix du réseau, ce n'est pas un filtre bloqué sur une longueur d'onde dont vous disposerez mais de milliers de filtres différents. A vous de choisir la zone spectrale à observer: raies de l'Hydrogène, du Calcium, de l'Hélium, du Fer, du Magnésium, etc...



L'enregistrement vidéo prend une zone spectrale autour de la raie sélectionnée. Par soustraction, il est alors possible "voir" les mouvements du Soleil par effet Doppler, de faire des cartes de champs de vitesse, d'étudier les mouvements complexes à la surface du Soleil.



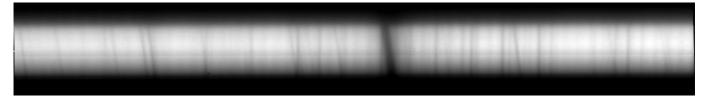


Voir notre site web pour des liens vers des spectro-héliographistes utilisant un Lhires III.

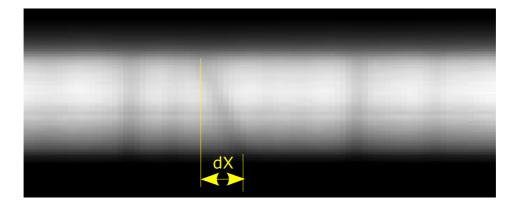


8.2 - Rotation de Jupiter (ou Saturne)

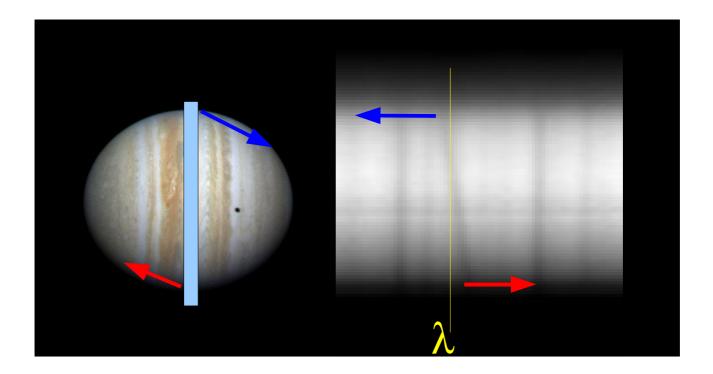
La rotation de planète est un projet très facile qui peut être fait avec un Lhires III. Un seul spectre (nous fournissons un exemple sur le CD-ROM) révèle des raies inclinées par l'effet Doppler.



Mesurer l'écart de l'inclinaison «dX» comme ci-dessous:



Calculer la dispersion «D» (avec l'image d'un spectre de Néon par exemple) et calculer $d\lambda=D^*dX$ Dans l'exemple ci-dessous, nous trouvons dX=8 et D=0.115A/pixel soit $d\lambda=0.92A$ La formule Doppler est: $d\lambda/\lambda=v/c$; donc on calcule la vélocité radiale (vitesse linéaire) $v=c^*d\lambda/\lambda$ Dans l'exemple ci-dessus, autour de $H\alpha$ soit $\lambda=6563A$ et $v=300000^*0.92/6563=42km/s$.





La vitesse linéaire de Jupiter aux bords est en fait ¼ de cette vitesse calculée:

- ½ parce que vous mesurez deux bords sur le même spectre (indiqué en bleu/rouge sur l'image ci-dessus)
- ½ parce que l'effet Doppler agit deux fois sur chaque bord de la planète:
 - 1. quand la lumière du Soleil touche la planète
 - 2. quand la lumière est réfléchie par la surface de Jupiter

La vitesse linéaire de rotation mesurée au bord de Jupiter est donc de V=10.5km/s.

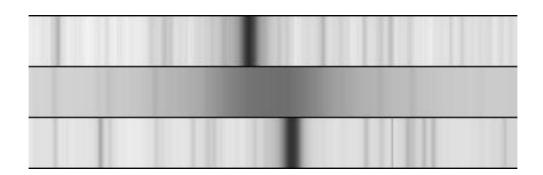
Sachant que la planète tourne en P=9.92 heures (35700s), vous pouvez calculer le diamètre de la planète:

Diam =
$$V*P/\pi = 10.5 * 35700 / 3.14 = 120,000 \text{ km}$$

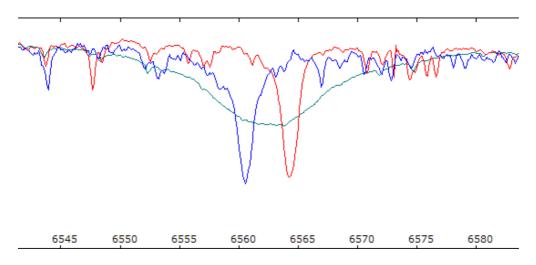
Les livres 140,000 km donc nous ne sommes pas loin avec un petit instrument amateur! On pourrait améliorer la mesure avec un meilleur suivi du télescope, et surtout positionner la fente plus finement sur l'équateur. Essayez... la même méthode s'applique aussi sur Saturne... et les anneaux!

8.3 - Vélocité radiale

Les étoiles se déplaçant dans l'espace ont un spectre décalé par rapport aux positions des raies mesurées en laboratoire. L'exemple ici est celui de l'étoile SAO104807 qui s'approche de nous à 100km/sec et l'étoile SAO112958 qui s'en éloigne à 99km/sec. Avec la résolution du Lhires III, ce genre de projet nécessite par ailleurs de corriger les spectres du mouvement de la Terre!



Les spectres de ces deux étoiles, pris avec un Celestron 11 et un Lhires III (les spectres sont sur le CD-ROM), sont nettement décalés par rapport à celui d'Altair. Projet facile à réaliser et pédagogique.





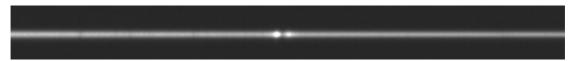
9) Etoiles Be

Nous ferons une revue plus détaillée des étoiles Be car elles sont à l'origine de la conception du Lhires III: un spectrographe de résolution supérieure à 10000 pour l'étude des profils de raies des étoiles Be! Ce sont aussi des étoiles nombreuses, brillantes, et très intéressantes à étudier.

9.1 - Propriétés

Des raies en émission

Les étoiles "Be" sont des étoiles chaudes de type B (10 000K à 30 000K) de classes lumineuses III à V (non super géantes) qui ont montré au moins une raie de Balmer en émission à au moins une occasion. Si la raie redevient "normale" après un temps, l'étoile conserve la classification de Be. Parfois, les raies de l'hélium et du fer sont également en émission.



spectre de l'étoile Be HD183656 ($H\alpha$)

Plusieurs étoiles Be étaient connues dès le catalogue HD, mais elles étaient classées Bp. Les deux premières étoiles à émission ont été découvertes par Angelo Secchi peu de temps après son analyse systématique des classifications des étoiles. En 1866, Secchi nota les raies H β en émission de γ Cas et β Lyr. γ Cas est le prototype même d'une étoile Be. Le premier programme d'observation systématique des raies en émission fut mené en 1911 par Ralph Curtis à Ann Arbor aux Etats-Unis. Il publia le premier article sur ce sujet en 1916, à partir d'observations de γ Cas. Comme Plavec le note dans son introduction au symposium No 70 de l'Union Astronomique Internationale sur les étoiles Be en 1976, Curtis avait choisi l'étude de g Cas car "il espérait que l'analyse d'un spectre simple aiderait à l'étude de spectres plus compliqués"!

L'étude des étoiles de type Be commença sérieusement au début du XXème siècle par les travaux de Paul Willard Merrill à l'Observatoire du Mont Wilson, Otto Struve à l'Observatoire de Yerkes, et Dean B. McLaughlin de l'Université du Michigan. Ce dernier publia avec Curtis une étude des étoiles Be les plus brillantes; on y trouve pas mal de cas intéressants comme γ Cas, β Lyr, ϕ Per, ψ Per, Pleione, ζ Tau, β Mon, HR2142...

Bien que Merrill ait apporté d'importantes contributions dans plusieurs domaines de la spectroscopie stellaire, il débuta sa carrière astronomique avec l'étude des étoiles Be à l'Observatoire Lick (Merrill 1913) et continua à publier sur ce sujet pendant toute sa vie. Ses observations autour de $H\alpha$ avec un prisme objectif ont permis la découverte de centaines de nouvelles étoiles Be et ont conduit à la publication du catalogue d'étoile Be du Mont Wilson en collaboration avec Cora G. Burwell en 1933, 1943, 1949, puis 1950. Dans un republication de son article, Merrill tourne son attention sur une sous classe des étoiles Be connues sous le nom d'étoiles à coquille ("shell stars"). Il en publie une liste assez complète dans le catalogue de 1949. Sont définies comme des étoiles à coquille des étoiles brillantes comme γ Cas, ϕ Per, ψ Per, Pleione (28 Tau), ζ Tau, et 48 Lib.

Otto Struve expliqua dans un article clef de 1930 l'élargissement des raies d'un spectre stellaire par la rotation de l'étoile sur elle-même. Il le démontra notamment par la relation entre la largeur de la raie et sa longueur d'onde pour une même étoile – comme prévu par l'effet Doppler; un projet pédagogique intéressant à refaire. Il montra même une certaine similitude entre une double spectroscopique serrée comme α Vir avec l'étoile principale en rotation très rapide et une étoile seule en rotation également très rapide comme η UMa. A cette époque, une théorie de fission des étoiles était discutée, pouvant expliquer la formation d'une double très serrée par la fission d'une étoile en rotation trop rapide.

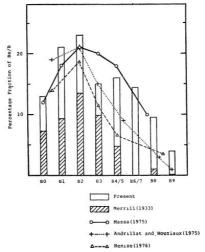


Répartition des étoiles à émission

Struve montra que les raies de Balmer en émission sont particulièrement importantes dans les étoiles de type O5-O9 et B0-B5, et moins à mesure que l'on va vers les B8, B9, et A0... C'est particulièrement visible dans le tableau reproduit ci-joint, publié à l'origine par Ralph Curtis en 1923:

Class e	# d'étoiles du catalogue HD	# d'étoiles avec raie en émission	Ratio
05-	55	7	13%
09			
B0-B5	1996	136	7%
B8	1604	13	1%
В9	2752	3	0.1%
A0	6320	1	0.015
			%

Merrill suggéra en 1933 une grand proportion de Be parmi les étoiles B, de l'ordre de 15% à 20%. Ce pourcentage a été étudié dans divers articles et les résultats sont résumé par Briot & Zorec dans une publication de 1981. Tomokazu Kogure et Ryuko Hirata étudièrent en 1982 la répartition des étoiles Be parmi les étoiles de type B à partir du "Brught Star Catalog" (Hoffleit 1964). Ils estimèrent que toutes les étoiles de type Be de magnitude inférieure à 6.5 étaient bien connues à l'époque, rendant l'étude statistique assez complète. Le schéma suivant montre la comparaison entre plusieurs études.



Selon un article plus récent de C. Buil sur le web, environ 10% des étoiles de type spectral B et non super géantes seraient des Be. La majorité est de type spectral B0-B7. On recense environ 5% des étoiles Be du type spectral O8-O9.5 et un très faible pourcentage (1%) appartient à la classe spectrale A0 ou A1.

9.2 - Hypothèses

Hypothèse 1: un anneau en rotation

Un an après son article de référence sur les rotations d'étoiles, Struve publia un excellent article sur les étoiles de type B à émission. Il résuma bien les connaissances de l'époque et surtout expliqua les raies par la présence d'un nuage aplati en rotation autour de l'étoile. Il divisa les étoiles de type Be en deux catégories: (a) une raie en émission centrée et superposée sur une raie d'absorption classique; (b) deux raies symétriquement placées sur les bords d'une raie d'absorption standard. On pense maintenant que la plupart des étoiles Be présenteront une telle raie à un moment de leur vie. La largeur des raies uniques tout comme la distance entre les raies doubles ne sont pas les mêmes pour toutes les étoiles. Dans la raie Hβ (plus étudiée à l'époque car les plaques photographiques



étaient plus sensibles dans ce domaine que les détecteurs CCD actuels), on mesurait de 1A à plus de 10A!

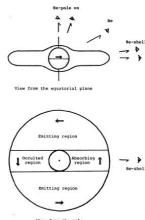
Curtis nota en 1923 que la "largeur" des raies en émission de l'hydrogène est liée linéairement à leur longueur d'onde:

 $\Delta\lambda = 6.28.10 - 4(\lambda - 3270)(W - 2.61) + 2.61 \hspace{0.5cm} // \hspace{0.5cm} W: \hspace{0.5cm} largeur \hspace{0.5cm} mesur\'ee \hspace{0.5cm} de \hspace{0.5cm} H\beta$ Une caractéristique des étoiles Be est la variabilité de l'aspect des raies de l'hydrogène. Pour certaines étoiles (Pleione, κ Dra), l'énergie total de la raie d'émission varie; pour d'autres $(\pi \hspace{0.5cm} Aqr)$, l'énergie totale reste à peu près constante. Sur des cycles de plusieurs années, les raies peuvent être fortement en émission, complètement absentes, voir en absorption comme une étoile normale. Mais les cycles peuvent être aussi très courts, de quelques heures ou même minutes! Ces étoiles particulières à variation rapide (β Lyr, ϕ Per) sont souvent des binaires spectroscopiques. Ils se passent aussi parfois de nombreuses années avant de revoir un changement dans les raies en émission... Et les cycles peuvent être à périodes multiples.

Selon B. P. Gerasimovic et R. H. Curtis, les étoiles de type Be sont plus lumineuses que les étoiles de type B normales. Une forte luminosité implique certainement également une plus grande masse. Comme le souligne Struve dans son article de 1931, il est en tout cas très intéressant de constater que les étoiles à émission forme un groupe aligné parallèlement à la séquence principale du diagramme HR, environ d'une magnitude plus brillant.

Dans le même article, Otto Struve avance l'hypothèse que l'origine de l'émission de ces raies serait liée à la présence d'un anneau ou d'une fine enveloppe de matière, en rotation rapide. Il montre en fait, par l'analyse de la forme des raies, que les étoiles de type Be sont en rotation très rapide. Sir James Jeans a par ailleurs montré en 1928 que sous certaines conditions, un corps gazeux en rotation rapide pouvait prendre la forme d'une lentille et rejeter de la matière le long de son équateur. Struve émet donc l'hypothèse que les étoiles Be rejètent de la matière dans un disque très plat, un peu comme les anneaux de Saturne.

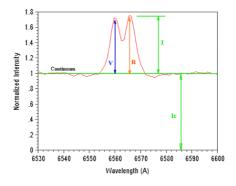
Tomakazu Kogure et Ryuko Hirata ont classé en 1982 les étoiles Be en trois catégories selon l'angle de vue: les étoiles "Be-shell" quand l'anneau est vu de profile; les étoiles "Be-pole on" quand l'anneau est vu du pôle; et les "Be" simples dans les cas intermédiaires. Les schémas suivants montrent les différentes géométries, le découpage de l'anneau en plusieurs zones, et les formes des raies de la série de Balmer selon le type de Be.



Hypothèse 2: un anneau elliptique

Curtis et McLaughlin découvrirent rapidement que les étoiles Be ont des variations spectrales souvent cycliques, voir périodiques. Ils introduisirent les notions de E/C (intensité relative au continuum) et V/R (intensité, dans le cas d'une double raie, de la raie décalée vers le Violet par rapport à l'intensité de la raie décalée vers le Rouge). Ces paramètres furent suivi avec intérêt. Dans un article de référence de 1961, McLaughlin proposa un modèle d'anneau elliptique. Ce modèle fût revisité par Su-Shu Huang en 1973 et fit l'objet d'un article dans le numéro de Juin 1975 de Sky & Telescope.

Les variations périodiques mesurées du rapport V/R de certaines étoiles pourraient être expliqués par la présence d'un anneau elliptique dont la ligne des apsides (la ligne reliant le périhélie et l'aphélie) est en mouvement (précession). En fonction de la géométrie de l'ensemble par rapport à l'observateur, on observe une variation relative de l'intensité de l'aile Rouge par rapport à l'aile Violette de la raie.





Physique des étoiles Be

Des articles de Struve dans les années 1940's et 1950's ont permis de mieux comprendre la physique des étoiles de type Be à coquille. L'enveloppe autour de l'étoile est semblable à l'atmosphère des étoiles super géantes: plus froide et moins dense que celle de l'étoile B au centre. Dans un article intitulé "analyse de spectres stellaires particuliers", Struve désigne en 1951 Pleione (28 Tau) comme le prototype des étoiles Be à coquille; il en discute les changements dans le spectre. Bien que Pleione ait montré des raies en émission avant 1905, elles ont disparues alors et jusqu'à 1938 son spectre était similaire à celui dune étoile ordinaire, en rotation rapide de type B. Comme le décrit Struve:

Soudainement, en Octobre 1938, l'émission de la raie d'hydrogène a refait son apparition tandis que le spectre montra en même temps plusieurs fines et faibles raies d'absorption du FeII, CrII et autre métaux ionisés... Ces raies fines n'indiquaient aucune rotation; mais au même moment la largeur des raies d'hydrogène et d'hélium témoignait que l'étoile était toujours en rotation rapide. Un anneau ou un nuage de gaz dense et sans mouvement de rotation angulaire apparent s'était formé autour de l'étoile.

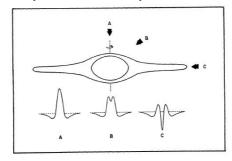
Les années suivantes, les raies fines devinrent très fortes. Les raies d'hydrogènes se modifièrent entre 1938 et 1950 en montrant des formes en absorption. La pression du nuage ou de l'anneau devint également plus faible que l'atmosphère des super géantes.

En 1951, la coquille avait pratiquement disparu (Merrill 1952). Le déplacement au départ lent de la matière s'est accéléré pour devenir important. L'apport d'atome diminuant, la matière fût éjectée dans l'espace. Pleione resta une étoile ordinaire jusqu'à 1972 à partir de quand elle a recommencé une phase d'étoile "coquille" qui s'est terminée en 1987-1988 (Slettebak 1988).

Struve nota que le spectre de Pleione, durant sa phase "coquille", ressemblait à celui de l'étoile de classe A super géante α Cygni. Toutefois, les raies MgII (λ 4481) et SiII (λ 4128-4131) étaient anormalement plus faibles. Contrairement au raies du FeII, CrII, NiII, TiII, et autres métaux ionisés, qui sont tous issues de niveau métastables, les raies MgII et SiII sont les seules dont les niveaux bas ne sont pas métastables et sont connectées à des niveaux inférieurs par d'autres transitions fortes. Le rayonnement qui atteint la coquille est plus dilué qu'au niveau de la photosphère de l'étoile centrale (moins de quanta par centimètre cube); il produit donc moins d'absorption que les raies venant de niveau métastables, provoquant des raies plus faibles. Une autre étoiles brillante à coquille, similaire à Pleione, est 48 Libra qui a été étudiée par Struve (1943) et Merrill (1953). Ces effets de dilution ont aussi été découvert par Struve et ses collègues et collaborateurs dans le spectres d'étoiles à coquille de type spectral plus chaud ou moins chaud. Ainsi, le nuage de ζ Tauri, de type spectral B1IVe, a été révélé par les raies de Balmer en émission, les raies d'absorption très fines du FeII et autres métaux ionisés, mais aussi par la fine raie HeI (λ 3965) – qui provient d'un niveau métastable – alors que les autres raies HeI sont larges et diffuses du fait de la rotation rapide de l'étoile centrale (Struve et Wurm 1938).

L'analyse des spectres d'étoiles de type Be à coquille ("Be-shell" en anglais) a montré un facteur de dilution de 0.1 à 0.01 (Struve 1942) qui correspond à une distance de 2 à 5 rayons stellaires. Les études de ionisation de certaines coquilles montrent une température inférieure à celle de la photosphère de l'étoile centrale, avec des densités de l'ordre de 10^{11} électrons/cm³. Une étude des profiles des raies de Balmer dans plusieurs étoiles Be brillantes prédit un modèle lenticulaire pour les régions émettrices avec une taille de plusieurs rayons stellaires, en accord avec les travaux précédents (Burbidge et Burbidge 1953).

On peut modéliser la forme du nuage de gaz entourant les étoiles Be et expliquer simplement la forme principale des raies de Balmer (Slettebak 1988).





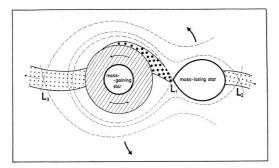
La vitesse linéaire de la matière en rotation autour des étoiles Be peut atteindre les 300Km/s, ce qui explique l'élargissement des raies d'émission par l'effet Doppler. Comme nous ne voyons pas toujours le disque de profil, mais de trois quarts voir de face, la vitesse radiale que nous pouvons mesurer peut bien entendu être inférieure. La vitesse de rotation dans notre ligne de visée est noté "v.sin(i)", "i" étant l'inclinaison de l'axe de rotation. Elle ne varie pas dans le temps; c'est une constante pour une étoile donnée et l'effet de précession par rapport à un référentiel stellaire est négligeable. Ce n'est pas une mesure très facile; on étudie pour cela le profil des raies d'absorption dites photosphériques (produites à la surface de l'étoile) en opposition aux raies d'émission qui elles naissent dans le disque tournant autour de l'étoile. Stoeckley en 1968 puis Massa en 1975 étudièrent la distribution des "v.sin(i)" au sein des étoiles Be.

Si la matière de cet anneau ou de cette enveloppe est suffisamment épaisse, nous pouvons observer les raies fines d'absorption de la lumière de l'étoile par cette matière (son mouvement étant orthogonale à la ligne de visée, l'effet Doppler est minime vu de l'observateur). Ce phénomène explique la classe des Be à coquille ("Be-shell" en anglais). Selon Percy et a. (1996), les variations spectroscopiques et photométriques sur plusieurs semaines ou années seraient dues à la formation puis la dispersion de tels anneaux.

Hypothèse 3: un système binaire

Dans son introduction du symposium 70 de l'UAI en 1976, Miroslav Plavec montre la forte ressemblance entre certaines étoiles binaires et les étoiles Be. Une étoile froide dans un système binaire est instable et transfère de la matière vers l'étoile plus chaude et plus brillante. Les jets de gaz ont un excès de moment angulaire et forme alors un disque de matière autour de l'étoile chaude. C'est de ce disque que viendraient la plupart des photons en émission ainsi que certains phénomènes d'absorption.

Une partie seulement du gaz transféré serait absorbé par l'étoile chaude et accélèrerait la rotation de son atmosphère. Le résultat serait assez similaire aux observations faites des étoiles Be. L'anneau de matière ne serait pas la conséquence de la rotation rapide d'une étoile comme Otto Struve en fit l'hypothèse. En fait, la rotation rapide de l'étoile serait une conséquence du disque de matière.



Les variations observée du V/R pourrait être lié à des inhomogénéités de matière dans le disque entourant l'étoile chaude dont l'angle de vue changerait avec la rotation du système binaire. Cette théorie a été étudiée plus en détail par Harmanec, Polidan, Peters, et Pravec. KX And et CX Dra sont des exemples de tels systèmes.

Des étoiles encore bien mystérieuses

Trois modèles sont considérés pour expliquer les variations spectrales des étoiles Be.

- -une étoile en rotation rapide éjectant régulièrement de la matière
- -un anneau d'émission elliptique en précession autour de l'étoile
- -un système binaire avec transfert de masse

Il n'y a toutefois pas encore d'explication complète sur l'origine des variations des caractéristiques spectrales des étoiles Be (Buil web). Les changements brutaux, sur quelques heures ou quelques jours, pourraient être due à des éruptions comme les protubérances solaires (un effet dynamo serait à l'origine de puissants champs magnétiques), à des vents stellaires violents, des vibrations non radiales, ou des taches à la surface des étoiles.

Les Be sont maintenant classées comme des étoiles chaudes actives. Mais les phénomènes exacts expliquant leur variation à court, moyen, et long terme restent encore un mystère pour la science



moderne. Nous ne savons pas comment les étoiles de type spectral B deviennent des Be ou des "Beshell", ni si toutes les étoiles B deviendront des Be un jour.

Les étoiles Be sont aussi souvent des étoiles variables, avec des variations de faible amplitude (0.01 à 0.1 magnitudes). Dans un article récent de 1998 (Astronomy & Astrophysics 335, 565-572), A.M.Hubert & M.Floquet, de l'observatoire de Meudon, indiquent que "les liens entre les variabilités photométriques et spectroscopiques, cruciaux pour tester les modèles dynamiques de matière annulaire autour d'étoiles, souffrent cruellement du manque de données et d'observations ces dernières années sur les étoiles Be".

9.3 - Ressources & Bibliographie

Andrillat, Y. & Houziaux, L. 1975 cited by J. P. Swings (1976) *IAU Symp. No 70*, p 219 Balona, L. A., Henrichs, H. F., et Le Contel, J. M. (eds) 1994, *Pulsation, Rotation and Mass Loss in Early-Type Stars*. Kluwer: Dordrecht, Germany.

Briot, D. & Zorec, J. 1981, *Proc. Workshop on Pulsating B Stars*, Nice Observatory, p. 109 [***] Buil, C. *web site*: www.astrosurf.com/buil/index.htm. L'indispensable site web sur la spectroscopie, et le logiciel IRIS à télécharger gratuitement. Des liens sur l'astronomie en général, et la spectroscopie en particulier. Excellent "bookmark" par ailleurs...

Burbidge, G. R., et Burbidge, E. M. 1953, the Astrophysical Journal (ApJ), **117**, 407 Collins, G. W. II 1987, *IAU Colloquium 92, Physics of Be Stars*, ed. A. Slettebak and T. P. Snow (Cambridge: Cambridge University Press), p. 3.

Curtis, R. H. 1923, *Publications of the Observatory of the University of Michigan*, **3**, 1 Gerasimovic, B. P., et Curtis, R. H. 1926, *Journal of the Royal Society of Canada*, **20**, 35 Henize, K. G. 1976, *Ap. J. Suppl.* **30**, 491

Hirata, R., et Kogure, T. 1984, Bull. Astr. Soc. India (BASI), 12, 109

Jeans, J. 1928, Astronomy and Cosmogony, p. 257.

Kaler, J. B. 2002, Stars and their spectra, Cambridge University Press (reprint)

Kitchin, C. R. 1995, Optical Astronomical Spectroscopy, Institute of Physics Publishing

Kogure, T., et Hirata, R. 1982, Bull. Astr. Soc. India (BASI), 10, 281

Massa, D. 1975, Publication of the Astronomical Society of the Pacific (PASP), 87, 777

Meadows, A. J. 1960, Astronomical Journal, 65, 335

Merrill, P. W. 1913, Lick Observatory Bulletin, 7, 162

Merril, P. W. 1933, Publication of the Astronomical Society of the Pacific (PASP), 45, 198

Merrill, P. W. 1952, the Astrophysical Journal (ApJ), 115, 145. Etude de 28 Tauri (Pleione).

Merrill, P. W. 1953, the Astrophysical Journal (ApJ), 117, 7. Etude de 48 Libra.

Merrill, P. W., et Burwell, C. G. 1933, the Astrophysical Journal (ApJ), 78, 87

______. 1943, the Astrophysical Journal (ApJ), **98**, 153

______. 1949, the Astrophysical Journal (ApJ), **110**, 387

__. 1950, the Astrophysical Journal (ApJ), **112**, 72

[*] Percy et al. 1996, Journal of American Association of Variable Star Observers (JAAVSO), **25**, 14 Slettebak, A. 1979, Space Science Review (SSRv), **23**, 541

[***] Slettebak, A. 1988, *Publication of the Astronomical Society of the Pacific* (PASP), **100**, 770-784. *The Be Stars.* Excellent historique sur les étoiles Be et l'état des connaissance en 1988.

[***] Struve, O. 1930, the Astrophysical Journal (ApJ), **72**, 1-18. On the Axial Rotation of Stars. Un article très intéressant sur la relation entre la forme d'une raie d'absorption et la rotation de l'étoile. Tentative de lien entre les binaires spectroscopiques serrées et les étoiles en rotation rapide (théorie de la fission).

[***] Struve, O. 1931, the Astrophysical Journal (ApJ), **74**, 94-103. On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B. Un article de référence dans lequel la théorie d'un anneau rotativiste autour des étoiles de type Be est abordée.

Struve, O. 1942, the Astrophysical Journal (ApJ), **95**, 134. Analyse de la dilution entre la photosphère et la coquille de Be-Shell et estimation de la taille du nuage.

Struve, O. 1943, the Astrophysical Journal (ApJ), 98, 98. Etude de 48 Libra.

Struve, O., et Wurm, K. 1938, the Astrophysical Journal (ApJ), 88, 84



10) Aide / Support

Pour tout soucis avec votre Lhires III, contactez nous à:

Téléphone: +33.476.41.36.81 Portable: +33.689.92.74.23 eMail: contact@shelyak.com Web: http://www.shelyak.com

Addresse: Les Roussets

38420 Revel

France

Vous pouvez aussi vous inscrire sur la liste internet Spectro-L pour profiter de l'expérience et de l'aide d'autres utilisateurs de Lhires III: http://groups.yahoo.com/group/spectro-l/

Regardez également régulièrement notre site web pour des annonces de week-end techniques. Ceux-ci sont une excellente façon d'apprendre et de se développer dans ce grand champ qu'est la spectrographie!



11) Références

Ceci n'est qu'une petite liste de références que nous trouvons intéressantes. Si vous en connaissez d'autres, n'hésitez pas à nous les indiquer (<u>contact@shelyak.com</u>) pour d'autres versions de cette documentation.

11.1 - Livres

Ceci n'est qu'un court extrait des nombreux livres sur le sujet!

Astronomie Astrophysique – Introduction; Agnès Acker, édition Dunod (4è édition). Excellent livre de cours avec des projets toutes les pages! Un must!!!

Astronomie Méthodes et Calculs (exercices corrigés); Agnès Acker et Carlos Jaschek, édition Masson (3è édition).

Stars and their spectra; James B Kaler, Cambridge edition. En anglais, cet excellent livre parcours les différentes classes spectrales.

11.2 - Liens web

Général

Shelyak Instruments: http://www.shelyak.com

Notre site web sur lequel vous trouverez différentes informations sur le spectrographe haute résolution Lhires III, des idées pour d'autres projets, etc...

ARAS: http://www.astrosurf.com/aras/

ARAS est un groupe informel amateur/professional avec l'objectif de promouvoir la spectrographie.

Spectro-L list: http://groups.yahoo.com/group/spectro-l/

Christian Buil: http://www.astrosurf.org/buil/

Christian's **Spectro bookmark**: http://astrosurf.com/buil/us/book2.htm

CDS Strasbourg: http://http://cdsweb.u-strasbg.fr/

C'est LA référence pour tous les objets astronomiques: des centaines de catalogues, des infos sur chaque objet du ciel.

ADS: http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html

Et LA référence pour les articles professionnel. Des milliers d'articles scannés et disponibles à la communauté amateur.

UVES: http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/bright_stars_uptonow.html; voir aussi le tutorial VisualSpec: http://www.astrosurf.com/vdesnoux/tutorial8.html



Logiciel

Iris: http://www.astrosurf.org/buil/us/iris/iris.htm

SpIRIS: http://www.astrosurf.com/aras/spiris/spiris.htm

VisualSpec: http://astrosurf.com/vdesnoux/

Audela: http://www.astrosurf.com/aude/

SpcAudace: http://bmauclaire.free.fr/astronomie/softs/audela/spcaudace/

Prism: http://www.astroccd.com/prism/fr/

Spectro-héliographie

Christian Buil: http://astrosurf.com/buil/sph2/obs.htm

Jose Ribeiro: http://www.astrosurf.com/joseribeiro/Eespectrometria.htm

Robin Leadbeater: http://mysite.wanadoo-members.co.uk/astro2/spectra_29.htm

Projets

Be stars: http://astrosurf.com/buil/us/bestar.htm

COROT Be stars: http://www.astrosurf.org/buil/corot/data.htm

Stellar disks: http://www.bartol.udel.edu/~owocki/RDOME/Swarthmore/

Herbig Ae/Be stars avec un Lhires III: http://www.astrosurf.com/buil/abaur/obs.htm

C & S stars: http://astrosurf.com/aras/papers/c_s_stars.htm

