

Observation des galaxies en spectroscopie

Alexandre FAURE

Encadrant : M. Fabrice LAMAREILLE

Août 2009

RESUME

Ce stage a été effectué au Laboratoire d'Astrophysique de Toulouse Tarbes durant le mois d'août 2009 sous la direction de Monsieur Fabrice LAMAREILLE. Le sujet de ce stage est de mesurer le décalage spectral des galaxies en observant leurs spectres à l'aide d'instruments optiques puissants comme le Very Large Telescope. On détaillera dans une première partie les explications théorique de la spectroscopie et les outils utilisés. Ensuite, nous développerons les manipulations utilisées pour l'extraction et la réduction de données pour enfin présenter quelques résultats probants obtenus.

TABLE DES MATIERES

Résumé	Page 1
PARTIE I : Introduction	Page 3
I/ Spectroscopie : retour aux sources	Page 4
II/ Instrument d'observation : le Very Large Telescope	Page 6
III/ But de l'étude : calcul du décalage spectral	Page 9
1) Calcul du décalage spectral	Page 9
2) Mesure de la distance	Page 10
IV/ Les observations	Page 10
1) Objectifs	Page 10
2) Données	Page 10
3) Caractéristiques de l'instrument FORS1	Page 11
PARTIE II : Extraction et traitement des données	Page 12
I/ Réduction des données	Page 13
1) Les erreurs d'imagerie	Page 13
2) La procédure de traitement des images	Page 14
3) Application de la procédure d'alignement pour le masque F02j	Page 16
II/ Extraction des données	Page 17
III/ Calibration en longueur d'onde	Page 20
IV/ Calibration en flux	Page 22
PARTIE III : Exploitation des données	Page 26
I/ Objet 020469530,c (masque F02j)	Page 27
II/ Objet 220088696,2 (masque F22l)	Page 29
III/ Objet 020470931 (masque F02j)	Page 31
IV/ Objet 020219185 (masque F02g)	Page 33
V/ Objet 020209408 (masque F02g)	Page 34
Conclusion	Page 36
Bilan du stagiaire	Page 36
Remerciements	Page 37
Annexes	Page 38

PARTIE I

INTRODUCTION

La spectroscopie désigne l'étude expérimentale du spectre d'un objet physique. C'est à dire que l'on cherche à analyser certaines propriétés de cet objet en observant une énergie que l'on décomposera, par exemple, en fonction de sa longueur d'onde. Dans le présent cas, on effectuera une spectroscopie sur des astres lointains : les galaxies. Le but est d'isoler le mieux possible la lumière, si faible soit elle, de l'astre pour ensuite la décomposer en longueur d'onde à l'aide d'un élément dispersif (qu'il s'agisse d'un prisme, d'un grisme, d'un réseau, d'un interféromètre ...).

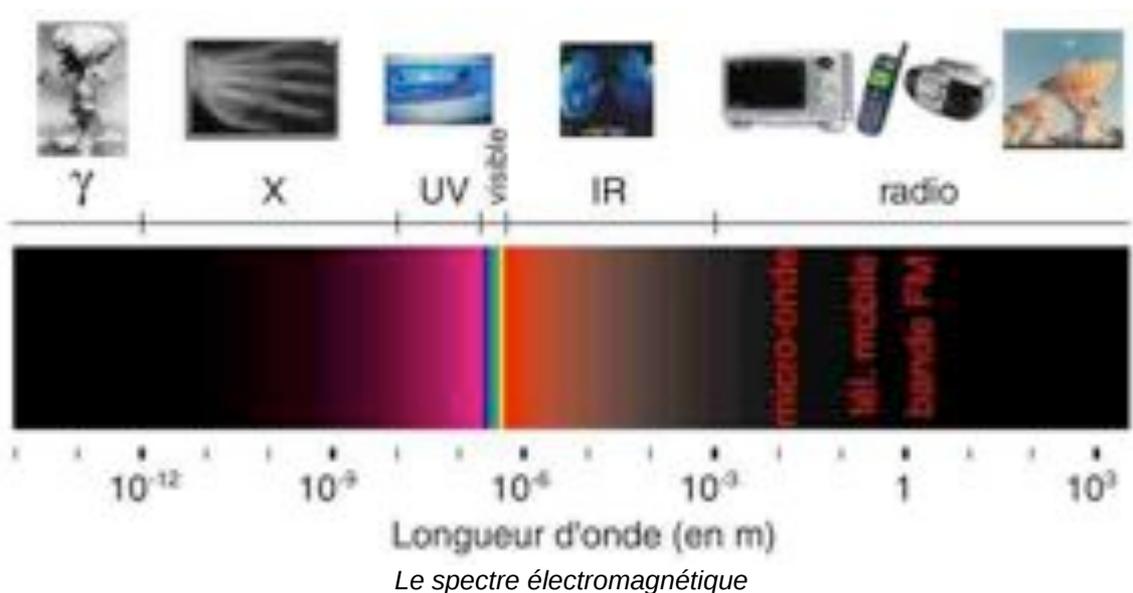
L'opération est connue de manière plus intuitive avec la décomposition de la lumière blanche en couleurs de l'arc-en-ciel lorsque celle-ci passe à travers un prisme. En fonction de l'angle d'incidence des rayons et de leur longueur d'onde, les rayons sont déviés d'un certain angle, permettant ainsi d'observer toutes les couleurs qui la composent.

Ainsi, lorsque l'on "étale" littéralement cette lumière à l'aide d'un prisme, il est possible de remonter à son origine et savoir quel a été son parcours.

// Spectroscopie : retour aux sources

On a vu que la spectroscopie est un moyen de décomposer et d'analyser la lumière provenant d'un astre. Cette propriété fondamentale dans le domaine de l'astrophysique se révèle être un outil particulièrement puissant pour remonter aux origines de cette lumière.

En effet, on pourra observer sur certains spectres que plus de lumière est émise dans le bleu (446-500 nm) que dans le rouge (620-800 nm). Certains astres dont certaines étoiles présentent la particularité d'une émission plus importante dans un intervalle de longueur d'onde plus spécifique. Ainsi une étoile dite "bleue" sera plus lumineuse qu'une étoile de type "blanche" comme notre Soleil.



La relation entre couleur de l'étoile et sa température est assez intuitive. On peut la caractériser grâce à la loi physique qui entre en jeu : la loi de Wien. Elle caractérise la température du corps noir à sa longueur d'onde par la relation suivante :

$$\lambda.T = 2898 \times 10^{-6} \text{ m.K}$$

Cette relation permet donc de s'apercevoir qu'une étoile bleue sera beaucoup plus chaude qu'une étoile rouge dont la longueur d'onde est plus élevée (pour que le produit soit constant, sa température sera donc tout naturellement inférieure à celle de la bleue).

La couleur va permettre de classer les étoiles suivant leur type spectral (classification OBAFGKM qui va du violet au rouge).

On sait également qu'une étoile bleue est plus vieille qu'une étoile rouge. Cette simple observation nous permettra de savoir si la galaxie que nous observons est ancienne ou non en fonction de la prédominance de certaines longueurs d'onde.

De plus, il faut également noter que l'atmosphère des étoiles peut littéralement jouer le rôle de "filtre" à lumière si son atmosphère est froide. Celle-ci va filtrer la lumière émise par l'étoile en absorbant une certaine quantité d'énergie (donc une "partie" de sa lumière) qui se traduira par un pic d'absorption sur son spectre. Ainsi, en connaissant les propriétés des gaz et de leur absorption de la lumière en laboratoire, il est possible de caractériser la composition d'une étoile et/ou de son atmosphère, uniquement en analysant sa lumière.

Ainsi, une galaxie présentant une quantité non négligeable de raies d'absorption pourra être considérée comme ancienne car majoritairement composée d'étoiles vieilles.

Une dernière catégorie à prendre en compte : l'émission du gaz interstellaire. On vient de voir qu'un gaz avait certaines propriétés d'absorption mais il en a également en émission ! Chaque gaz, lorsqu'il est chauffé à très haute température (plusieurs millions de degrés), émet de la lumière pour se désexciter, se refroidir. Cette émission d'énergie se fait également à certaines longueurs d'onde connues par les chercheurs.

En effet, certains atomes ou molécules absorbent de l'énergie à partir d'une quantité minimale définie par la mécanique quantique. En dessous de ce seuil d'énergie, la molécule n'absorbe pas l'énergie tandis qu'au dessus, elle absorbe et utilise le reste comme énergie cinétique. Pour chaque élément, une certaine quantité d'énergie est nécessaire et dépend de cet élément.

Lorsque l'atome se désexcite et libère cette énergie pour revenir à un état fondamental, plus stable, il libère la même quantité minimale d'énergie qu'il a absorbé et cela se traduit par une émission de photon dans certaines longueurs d'onde.

Par conséquent, en analysant les raies d'émission des galaxies, il nous est possible de remonter à la composition du nuage de gaz et de poussière qui a été chauffé par le rayonnement des étoiles et de mieux connaître leur structure.

II/ Instrument d'observation : le Very Large Telescope

Le Very Large Telescope ou VLT est un ensemble de 4 télescopes situés chacun dans le désert d'Atacama, au nord du Chili (4 télescopes d'un diamètre de 8,2 mètres). Le site est exceptionnel et bénéficie d'une altitude de 2635 mètres ainsi que d'une météo très favorable permettant une études des astres très avantageuse.



Les quatre principaux télescopes du VLT

L'instrument que nous utiliserons se nomme FORS1 et permet d'effectuer une spectroscopie dite "multi-objet". FORS1 est installé au foyer du télescope UT2 (Unit Telescop 2) qui a été mis en service en Octobre 1999.

Contrairement à d'autres télescope utilisant le procédé de spectroscopie longue-fente, ce télescope permet d'observer plusieurs objets en même temps en utilisant, tout simplement, plusieurs fentes. Le procédé est identique a celui utilisé pour décomposer la lumière blanche. On doit dans un premier temps canaliser la lumière incidente à travers une fente pour faire passer ce mince filet de lumière dans un réseau (un réseaux est un dispositif optique composé de fentes parallèles dont l'espace entre chacune de ces fentes est appelé le "pas" du réseau (et qui caractérise chacun d'eux). On décompose ainsi la lumière provenant de plusieurs astres simultanément. Sur FORS 1, le procédé est peu différent. Au lieu d'utiliser un réseau, on utilise un grisme c'est à dire l'équivalent d'un prisme sur lequel on a taillé des fentes parallèles.

Pour la prise d'image, on disposera un masque sur le télescope. Le masque est une plaque percée de plusieurs fines fentes disposée pour laisser passer la lumière des astres que l'on souhaite étudier. L'image ci-dessous présente un exemple de masque (sans grisme) sur lequel on a repéré les objets en les entourant d'un cercle rouge.

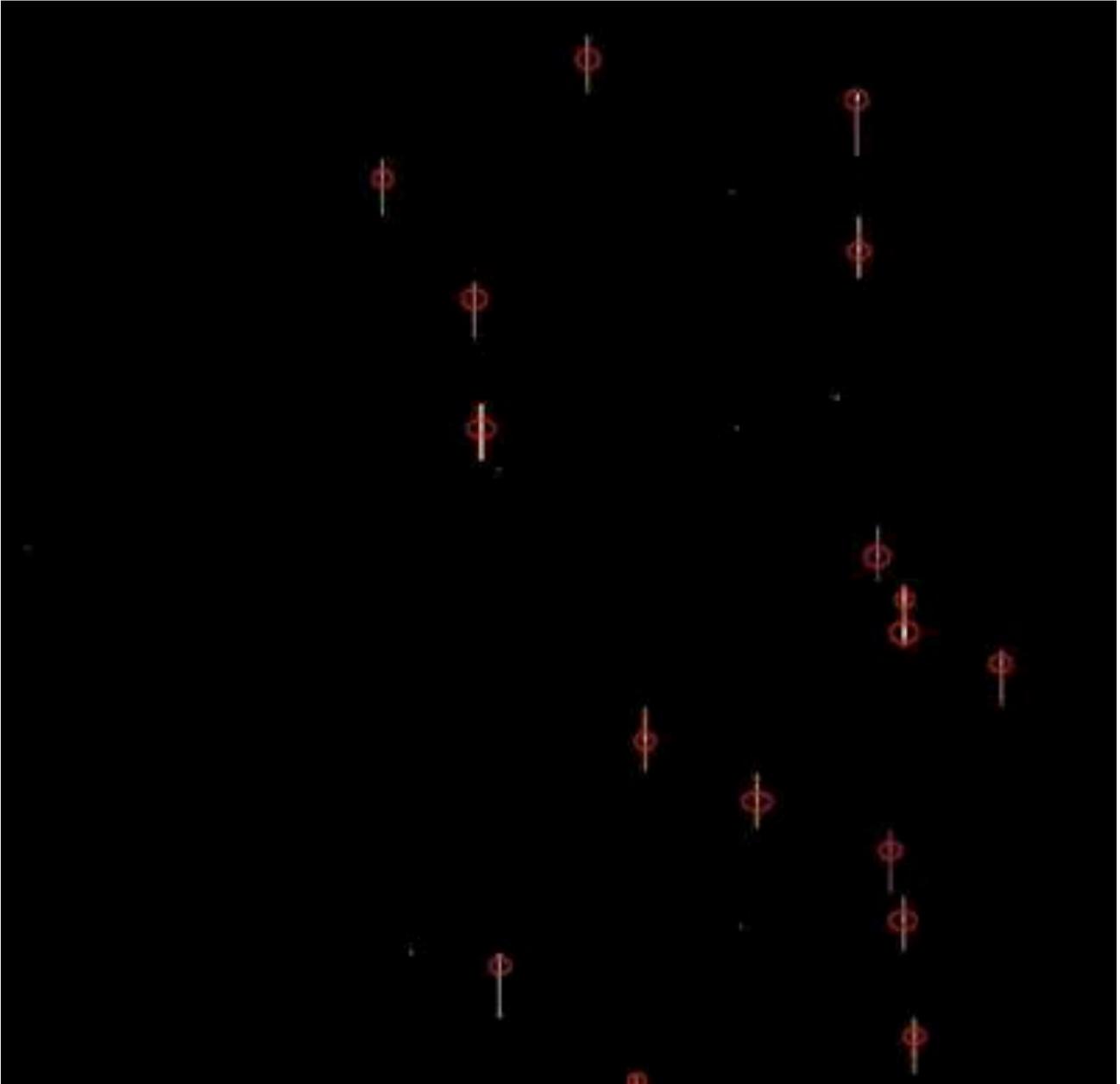


Image des fentes du masque (masque F22g)

Sur les données utilisées durant le stage, on peut remarquer qu'un grand nombre d'objets peut-être observé simultanément (jusqu'à 19 objets au maximum). Voici un exemple de fichier brut de spectres galactiques et stellaire pouvant être traités (il s'agit du masque F22g pour la nuit du 3 Novembre 2005). Il s'agit donc de l'image obtenue avec le télescope FORS1 sur lequel on a posé un masque avec un grisme cette fois-ci.

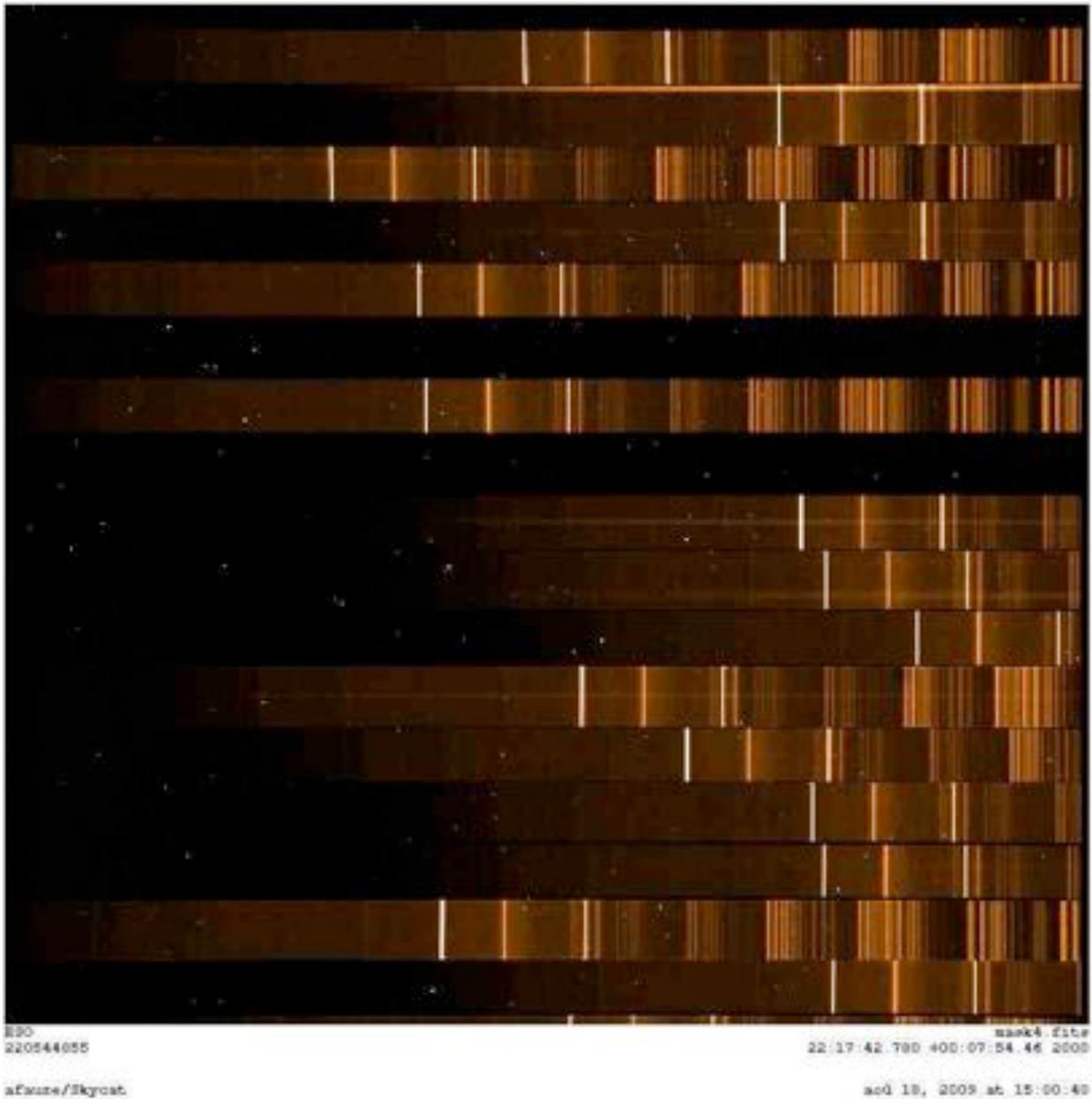


Image du masque à la sortie du grisme

Chaque bande horizontale correspond ici au spectre de la fente (c'est à dire, principalement du ciel). Cependant, on remarquera que seules les faibles traînées horizontales correspondent à l'objet étudié. Comme nous l'avons vu sur les précédentes images, l'objet occupe une petite partie de la fente.

Les raies verticales présentes dans les spectres sont ce que l'on nomme les raies du ciel nocturne. On les trouve toujours aux même longueurs d'onde et ne sont donc pas affectées par le décalage vers le rouge (contrairement aux raies de galaxies).

On voit donc évidemment l'énorme avantage de profiter d'une image qui comporte plusieurs spectres en une observation plutôt que plusieurs prises d'objets différents sur un temps beaucoup plus long.

Évidemment, il n'y a qu'un seul et même temps de pose pour tous les objets de l'image. Le temps de pose dépendra des objets prioritaires à observer. On utilisera les autres fentes disponibles pour viser d'autres objets également intéressants même si moins prioritaires. Nous reparlerons de l'extraction de données dans la deuxième partie du rapport.

III/ But de l'étude : calcul du décalage spectral

Lorsque l'on analyse les spectres des galaxies, on cherche à extraire un spectre calibré en flux en fonction de la longueur d'onde. De tels spectres permettent de savoir de quoi sont formées ces galaxies en fonction des pics d'émission et d'absorption notamment. Les spectres dits "typiques" des galaxies sont déjà bien connus à l'heure actuelle.

Cependant, la théorie actuelle de la formation de notre Univers, plus connue sous le nom de "Big-Bang", prédit et confirme les observations astrophysiques selon lesquelles notre Univers serait en permanente expansion. Cette observation a été pour la première fois mise en évidence par l'astronome Edwin Hubble dans les années vingt alors qu'il effectuait des mesures de distances sur des galaxies. Le fait qu'elles s'éloignent les unes des autres lui a permis d'en conclure, en collaboration avec d'autres scientifiques, que si l'Univers était en expansion, c'est qu'il a donc eu une origine. L'univers avait donc eu un commencement où il n'était que singularité.

L'expansion de l'Univers est connue en physique grâce à la loi de Hubble :

$$v = H_0 \times d$$

Dès lors, plus la galaxie est lointaine, plus celle-ci s'éloigne de nous à une vitesse importante. Il faut néanmoins rappeler que le terme vitesse est employé abusivement. En effet, nous parlons ici d'expansion de l'Univers et donc du tissu spatio-temporel. C'est à dire que comme nous subissons tous l'expansion à des degrés plus ou moins négligeable, il faut redéfinir un référentiel. Les galaxies restent fixes dans l'espace en mouvement mais c'est notre position par rapport à elle qui augmente du fait de l'expansion.

Les galaxies que nous étudierons sont des galaxies très lointaines et donc l'expansion de l'Univers se fera bien évidemment fortement ressentir.

1) Calcul du décalage spectral

L'expansion de l'Univers affecte également la lumière qui nous parvient des galaxies : la longueur d'onde de la lumière subit elle aussi une expansion imposée par la constante de Hubble H_0 . Par conséquent, en observant des spectres de galaxies très lointaines, on peut noter un décalage en longueur d'onde de structures connues (pics d'émission ou bandes d'absorption du spectre typique).

C'est tout simplement ce que l'on appelle le «décalage spectral».

Il faut faire attention à ne pas faire la confusion entre le décalage spectral dû à l'expansion de notre Univers et l'effet Doppler-Fizeau. Toutes les galaxies subissent effectivement un effet Doppler mais qui est très négligeable devant les effets de l'expansion de l'Univers (cf. théorie de la relativité générale).

Plus la galaxie s'éloigne de nous, plus son spectre sera décalé vers le rouge. Au contraire, une galaxie qui se rapprocherait de nous subirait un décalage vers le bleu.

Le décalage spectral, noté z se calcule grâce à la formule :

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

2) Mesure de la distance

Lorsque l'on couple les équations de la loi d'Hubble et celle du décalage spectral, on trouve facilement la relation suivante reliant la distance de la galaxie à son décalage spectral z :

$$D = \frac{z \cdot c}{H_0}$$

avec c : vitesse de la lumière dans le vide et H_0 : constante de Hubble.

C'est donc l'étape ultime de cet étude : la mesure de la distance des galaxies après avoir obtenu, au préalable, leur décalage spectral z .

Notons également que nous prenons ici la formule dans sa forme la plus simplifiée. En réalité, la formule n'est valable que pour les galaxies les plus proches de nous. Pour des galaxies plus lointaines, nous devons prendre en compte la variation de la « constante » de Hubble (qui ne mérite plus cette appellation). La formule est également fautive dans l'absolu car nous ne prenons pas en compte les effets de la matière noire, actuellement en étude.

Nous utiliserons donc seulement ici une formule plus complexe prenant en compte la variation de la constante de Hubble (que l'on obtient après plusieurs manipulations mathématiques) :

$$D = \frac{z \cdot c}{H_0} \times \left(1 - \frac{1}{\sqrt{1+z}}\right)$$

Nous ne nous attarderons pas à prendre en compte les effets de l'énergie et de la matière noire où la formule serait très compliquée.

IV/ Les observations

1) Objectif

L'objectif dans le présent rapport est d'étudier les spectres de galaxies observés avec l'instrument FORS dans le cadre du projet VVDS (VIMOS/MLT Deep Survey) en complémentarité avec les relevés obtenus avec l'instrument VIMOS qui permet d'observer plusieurs centaines d'objets en une seule pose. Néanmoins, certains spectres obtenus avec VIMOS ne permettent pas toujours de calculer le décalage spectral des galaxies. C'est là où entre en jeu FORS qui utilise une couverture spectrale plus étendue dans les basses longueurs d'ondes (dans le bleu). Ainsi, on pourra mettre en évidence des structures connues permettant de calculer le décalage spectral de galaxie dont les décalages spectraux n'étaient pas sûrs.

2) Données

Nous avons à disposition une multitude de fichiers bruts provenant du l'ESO sur plusieurs nuits d'observations que nous aurons triés au préalable. On compte au total 11 nuits d'observations dont certaines contiennent plusieurs masques contenant eux-même, plusieurs objets. Les nuits d'observations sont triées par nom de dossier avec la nomenclature suivante : n année mois jour. Les dossiers de nuits exploitables sont les suivants :

La nuit dont nous nous sommes occupés est la nuit du 3 Novembre 2005 qui contient 7 masques exploitables (F22g, F22m, F22l, F22f, F02j, F02g et CDFSa) plus un spectre d'étoile standard dont nous décrivons le rôle dans la partie traitement des données. Chaque masque contient en moyenne 16 objets ce qui nous donne une totalité de 112 objets environ dont nous extrairons les spectres que l'on pourra trouver en annexe du rapport.

Pour la nuit du 30 Novembre 2009, le masque F22o a été très modestement traité. En effet, seulement les 3 premiers objets ont subits une réduction de données et extraction de spectre (non calibré en flux en revanche).

3) Caractéristiques de l'instrument FORS

FORS est un instrument de spectrographie dans les longueurs d'onde du visibles et dans l'ultraviolet. Les images obtenues peuvent l'être dans la gamme de longueur d'onde de 330 nm à 1100 nm et sa résolution angulaire est de 0".25 par pixel. Il faut aussi insister sur le fait que FORS1 a une résolution plus décalée vers le bleu que son compagnon FORS2 qui lui, est plus décalé vers le rouge.

Nous utiliserons des grismes 300V et 150I utilisés avec l'instrument, pour le traitement de données. Le grisme 300V a une couverture spectrale qui va de 3650,15 à 9224,50 angströms et une résolution de 17 angströms par pixel tandis que le grisme 150I a une couverture spectrale de 3650,15 à 10830,17 angströms et une résolution de 33 angströms par pixel.

Enfin, après avoir calculé une moyenne des différents temps de pose pour les masques étudiés dans ce rapport, le temps de pose moyen de FORS1 est d'environ 1375,71 secondes (c'est-à-dire environ 22 minutes).



Instrument FORS1 au VLT

PARTIE II
EXTRACTION ET TRAITEMENT DES
DONNEES

Les images obtenues sont acquises par le télescope FORS1 à l'aide de deux capteurs 2k x 4k E2V CCD (avec 15 μm pour un pixel).

Le capteur transforme les photons en électrons c'est à dire qu'il délivre un nombre d'électrons proportionnel à la quantité de photons accumulée sur le photo-récepteur. On utilise donc ici ce que l'on appelle en physique l'effet photo-électrique. Ce phénomène physique expliqué par Albert Einstein en 1905, met en évidence le fait qu'un matériau métallique produit des électrons lorsqu'il est soumis à un rayonnement électrique d'une certaine puissance qui dépend du matériau. Une énergie seuil est nécessaire pour que le rayonnement arrache des électrons au métal. L'énergie du photon E est donc relié à sa fréquence ν par le biais de la relation suivante :

$$E = h \cdot \nu$$

avec h , constante de Planck ($h = 6,626068 \times 10^{-34} \text{ m}^2 \cdot \text{kg} \cdot \text{s}^{-1}$).

Cependant, l'image brute obtenue n'est pas directement exploitable. En effet, l'opération d'imagerie astronomique est soumise à plusieurs contraintes que nous allons détailler dans le chapitre suivant.

// Réduction des données

1) Les erreurs d'imagerie

Il existe deux types principaux d'erreurs dans le domaine de l'imagerie numérique de type CCD : les erreurs additives et multiplicatives.

Les *erreurs additives* sont corrigées en effectuant une soustraction d'images BIAS. Ces images BIAS sont des images prises pendant un temps de pose de zéro seconde et ce, à la même période que la prise de vue mais sans objet à observer.

Le DARK, quant à lui, est comme un BIAS mais pendant un temps de pose non nul. Le DARK sert donc à vérifier que le BIAS ne varie pas au cours du temps.

Ainsi, en soustrayant un BIAS à l'image, on peut s'affranchir des erreurs causées par les différences de température entre les prises de vues qui peuvent affecter directement le capteur CCD.

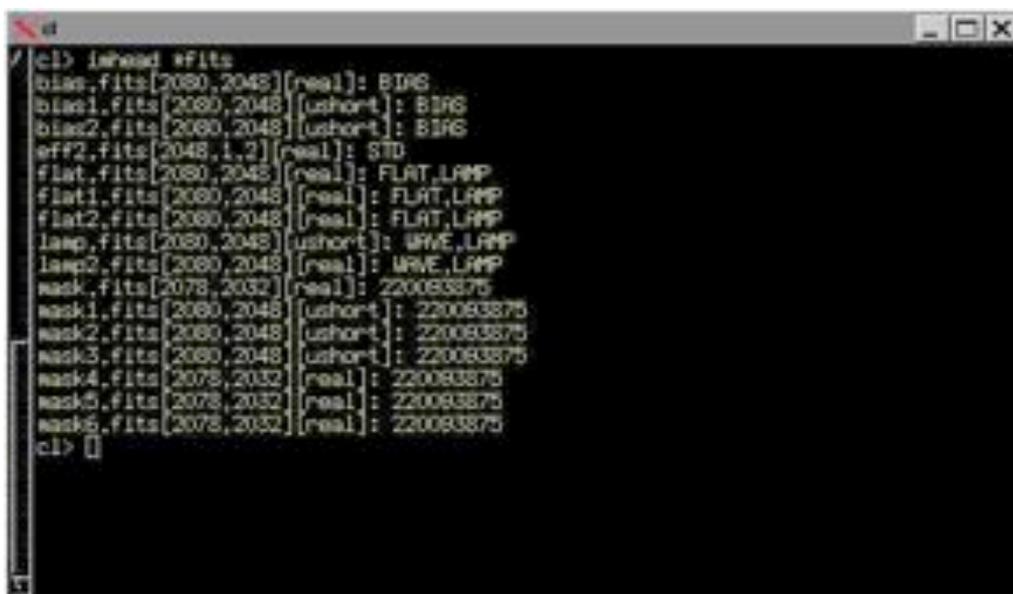
Les *erreurs multiplicatives* sont elles, corrigées grâce à la division de l'image par un FLAT. Ces images FLAT sont des images de calibrations permettant de s'affranchir des différences d'illuminations (pixels très lumineux sur l'image), de vignetages (anomalies dues à l'instrument utilisé et représentant des motifs sur les images obtenues) et d'halos (cercles de lumière) présentes sur les images. On réalise la prise d'un FLAT en prenant une image d'un plan très lumineux.

Enfin, on peut citer un autre type de réduction : les rayons cosmiques. On peut les apercevoir sur les images comme des pixels très lumineux et entachant toute l'image de manière aléatoire. Ces rayons cosmiques sont dus à la composition du capteur CCD qui contient du silicium radioactif. Durant les prises de vues, le capteur CCD s'auto-contamine donc provoquant l'apparition de surcharge de certains pixels du capteur. On pourra régler ou, du moins, limiter ce problème en combinant plusieurs poses de la même image.

2) Procédure de traitement des images

Dans un premier temps, il est nécessaire d'effectuer un tri assez minutieux des fichiers bruts en provenance de l'ESO (chargé d'exploitation du VLT) qui sont au format .FITS (Flexible Image Transport System). Il s'agit d'un format couramment utilisé en astronomie. Ces fichiers sont reconnaissables par leur nom qui comporte le jour et l'heure précise d'observation. Néanmoins, nous utiliserons le logiciel Scisoft pour avoir un détail de chaque fichier. Ainsi, il faudra prendre soin à ranger chaque fichiers dans un dossier correspondant à une nuit bien précise afin de bien séparer les différentes images brutes.

Le traitement des images sera effectué à l'aide du logiciel américain de traitement et d'analyse de données astronomiques IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). A l'aide de ce logiciel, on peut déjà avoir des informations très rapidement sur le type d'image que l'on traite à l'aide de la commande `imhead`.



```
cl> imhead *fits
bias.fits[2080,2048][real]: BIAS
bias1.fits[2080,2048][ushort]: BIAS
bias2.fits[2080,2048][ushort]: BIAS
eff2.fits[2048,1,2][real]: STD
flat.fits[2080,2048][real]: FLAT_LAMP
flat1.fits[2080,2048][real]: FLAT_LAMP
flat2.fits[2080,2048][real]: FLAT_LAMP
lamp.fits[2080,2048][ushort]: WAVE_LAMP
lamp2.fits[2080,2048][real]: WAVE_LAMP
mask.fits[2078,2032][real]: 220083875
mask1.fits[2080,2048][ushort]: 220083875
mask2.fits[2080,2048][ushort]: 220083875
mask3.fits[2080,2048][ushort]: 220083875
mask4.fits[2078,2032][real]: 220083875
mask5.fits[2078,2032][real]: 220083875
mask6.fits[2078,2032][real]: 220083875
cl> []
```

Terminal d'IRAF

Ainsi, on se rend compte rapidement que chaque groupe d'image correspondant à un masque (le masque que l'on pose sur le télescope avec le réseau pour obtenir les spectres) est accompagné de ses fichiers BIAS, FLAT et WAVE_LAMP (fichiers WAVE_LAMP que nous utiliserons pour une calibration en longueur d'onde).

Il faut également faire attention à la dimension des images sachant qu'il est impossible de traiter simultanément des images au format [2048:400] avec des images au format [2080:2048]. Les spectres d'étoiles standard (notées STD) sont respectivement au premier format tandis que les spectres de galaxies sont au deuxième. Ceci s'explique tout simplement par le fait que l'on a besoin d'une seule fente pour l'image de l'étoile standard et, par conséquent, le masque est de plus petite dimension.

Une fois le repérage effectué et les fichiers triés, il ne reste plus qu'à effectuer avec Iraf, les opérations basiques de traitement de l'image. On utilisera également pour le traitement des fichiers textes contenant la liste des images du même type (on regroupera les fichiers BIAS, FLAT et MASK respectivement dans les listes `list_bias`, `list_flat` et `list_mask` contenant chacune le nom des différents fichiers sur chaque ligne).

Mathématiquement, l'opération du traitement de l'image se traduit par la formule suivante :

$$image_{finale} = \frac{image_{brute} - dark}{(flat - dark) / \langle flat - dark \rangle}$$

Combinaisons des BIAS : Après avoir écrit une liste des fichiers BIAS, des fichiers FLAT et des fichiers MASK (contenant les images des spectres), on demande à l'ordinateur de combiner les images multiples des BIAS grâce à la commande :

```
cl> imcombine @list_bias bias combine=median
```

On crée ainsi un fichier bias.fits qui sera notre fichier BIAS final. On combine ces images en faisant une moyenne des valeurs de chaque pixel pour les images BIAS.

Il faut ensuite soustraire ce BIAS aux images FLAT et aux images du MASK pour éliminer la composante bruitée générée par l'instrument à l'image :

```
cl> imarith @list_flat - bias @list_flat
cl> imarith @list_mask - bias @list_mask
```

Nous obtenons une liste d'images FLAT et MASK soustraits de tout bruit du au BIAS. Puis on peut maintenant combiner les fichiers FLAT entre eux (comme pour le BIAS, en utilisant une moyenne) :

```
cl> imcombine @list_flat flat combine=median scale=mode
```

Maintenant que nous avons des images FLAT et MASK nettoyées de tout bruit du à des erreurs additives, nous devons diviser les images MASK par celle du FLAT combiné afin de s'affranchir des erreurs multiplicatives (permettant une homogénéisation des valeurs des pixels sur les images du MASK) :

```
cl> imarith @list_mask / flat @list_mask
```

Durant cet étude, nous avons constaté que la division par le FLAT provoquait des erreurs. En effet, avant de diviser par notre image par le FLAT, il faut normaliser ce FLAT pour éviter que de trop grandes valeurs de pixels soient obtenus. La division risquerait donc de modifier considérablement l'image à traiter.

La normalisation s'effectue en divisant le FLAT par une constante (le MODE) sur chaque colonne de pixels afin que les valeurs moyennes des pixels soient proches de 1. En effet, l'illumination varie avec X comme le FLAT est pris à travers le grisme. Cependant, l'opération se révélait trop délicate avec plusieurs fentes pour normaliser le FLAT. La normalisation n'a donc pas été effectuée et il fallait donc à tout prix éviter une division par un FLAT qui ne serait pas normalisé.

On ne réalisera donc pas cette étape dans le présent rapport.

Une autre étape cruciale est celle de la combinaison des images MASK. On l'a vu, celles-ci se composent de plusieurs bandes horizontales de spectres. Sur chaque bande, une raie horizontale lumineuse nous indique la position de la galaxie (ou de l'étoile parfois) dans la fente. Cependant, sur chaque image MASK, cette bande peut-être décalée spatialement mais aussi spectralement !

Il faut donc réaligner ces images MASK à l'aide de la commande imalign :

```
cl> imalign @list_mask mask4.fits coords.txt shifts=shifts.txt
```

avec `mask4.fits` qui est l'image de référence

`coords.txt` qui contient les coordonnées d'au moins trois points lumineux de l'image de référence (exemple : intersections entre lignes horizontales et verticales)

et `shifts.txt` qui contient les décalages mesurés par l'opérateur entre l'image de référence et les autres images MASK.

Puis il ne reste plus qu'à combiner les images MASK pour obtenir notre fichier `mask.fits` :

```
cl> imcombine @list_mask mask
```

Le fichier `mask.fits` obtenu est notre image finale. Finalement, nous aurons réalisé l'opération mathématique simplifiée suivante :

$$image_{finale} = image_{brute} - dark$$

Le traitement des données a été correctement effectué et permet désormais de passer à l'extraction de données provenant de cette image du masque.

3) Application de la procédure d'alignement pour le masque F02j

Dans cette application, nous montrerons comment aligner les images de masques entre elles étant donné qu'il s'agit ici de l'opération la plus délicate du traitement des images.

Nous avons bien évidemment créer un fichier de liste de masque :

```
list_mask
    mask4.fits
    mask5.fits
    mask6.fits
```

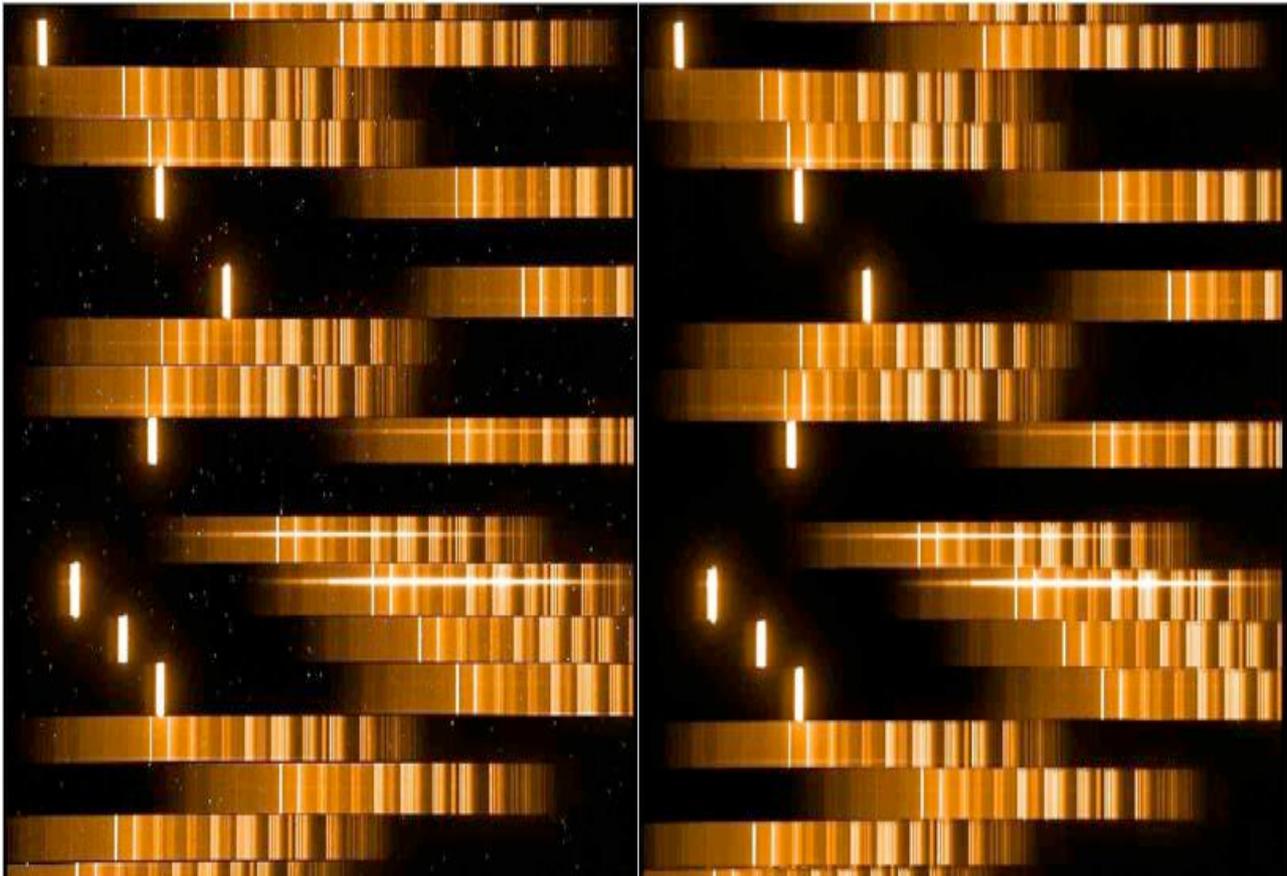
et nous utiliserons comme image de référence le `mask4`. Dès lors, nous pouvons créer notre fichier `coords.txt` en repérant les structures les plus lumineuses sur les spectres et qui se retrouvent sur chaque image du masque. Ainsi, on permet à IRAF de cibler des points de référence afin qu'il ajuste automatiquement l'alignement.

```
coords.txt
    619 1664
    658 1244
    1399 806
```

Enfin, il ne restes plus qu'à créer un fichier `shifts.txt` qui donnera l'écart observé pour les structures entre chacune des images (par rapport à l'image de référence `mask4.fits`). Chaque ligne correspond à l'image décrite dans le fichier `list_mask`.

```
shifts.txt
    0 0
    0 -15
    0 -6
```

Il ne restes plus qu'à exécuter la commande d'alignement des images entre elles puis de les combiner pour obtenir le fichier mask.fits.



Fichier mask4.fits

Fichier mask.fits final

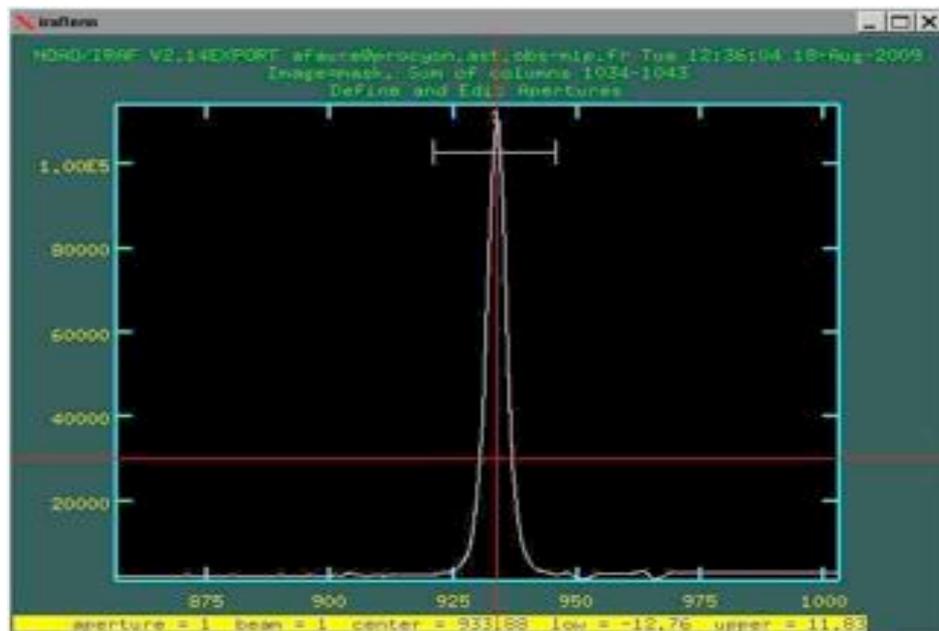
On constate que l'alignement est réussi. En effet, ce qui nous intéresse dans l'image, ce sont les raies horizontales correspondantes aux objets situés dans la fente. De plus, on constate que l'alignement et la combinaison des images masques entre elles ont permis d'éliminer une grande partie des rayons cosmiques. L'image traitée est donc effectivement plus «propre» et prête pour l'extraction des spectres.

II/ Extraction des données

L'utilisation de la commande `apall` sur Iraf nous permettra de procéder à l'extraction du spectre combiné à la commande `apextract`. Au préalable, il faudra veiller à bien définir son axe de dispersion horizontalement en changeant son paramètre `dispaxis=1` dans Iraf avec la commande `epar apextract` permettant d'accéder aux paramètres de la commande).

```
cl> apall mask
```

Puis nous demandons de définir manuellement l'ouverture (aperture en anglais) afin de cibler sur le spectre de l'image du masque, le pic correspondant à la traînée lumineuse laissée par la galaxie dans la fente.

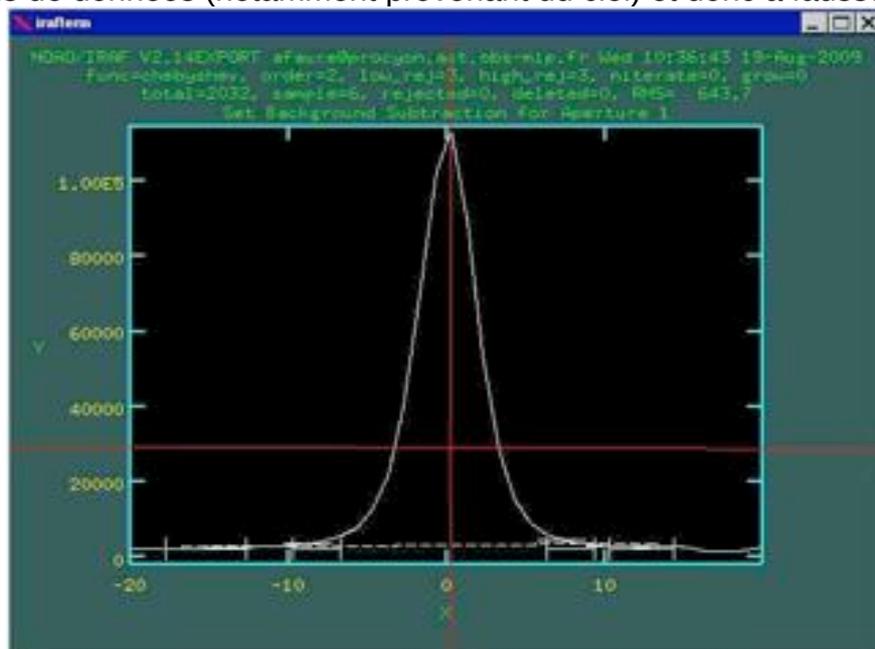


Définition de l'ouverture

Avec sur le graphe en abscisse, l'axe Y des images des spectres (donc la dimension spatiale le long des fentes) et sur l'ordonnée, le nombre d'électrons détectés sur toute la longueur de la dimension spectrale.

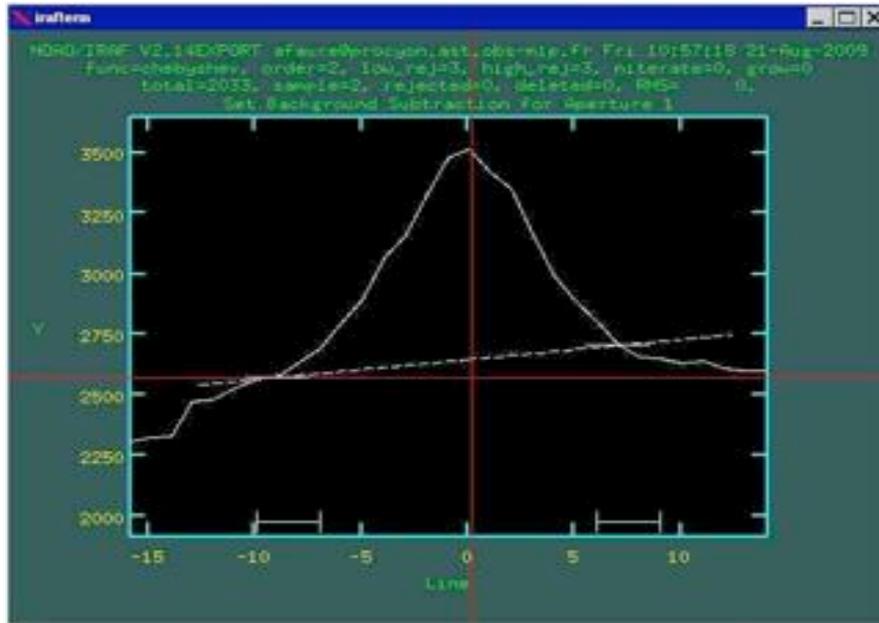
Pour connaître les coordonnées (même approximatives) de l'épaisseur de la traînée sur l'image, on utilisera le logiciel Skycat de l'ESO. Ainsi on obtient l'intervalle de valeur sur l'axe vertical qui nous permet de localiser le pic que l'on cherche.

Nous devons ensuite définir le «background» c'est à dire la valeur définie comme la plus basse pour l'extraction du spectre : le seuil. Mal définir ce seuil, c'est s'exposer à prendre en compte plus de données (notamment provenant du ciel) et donc à fausser notre étude.



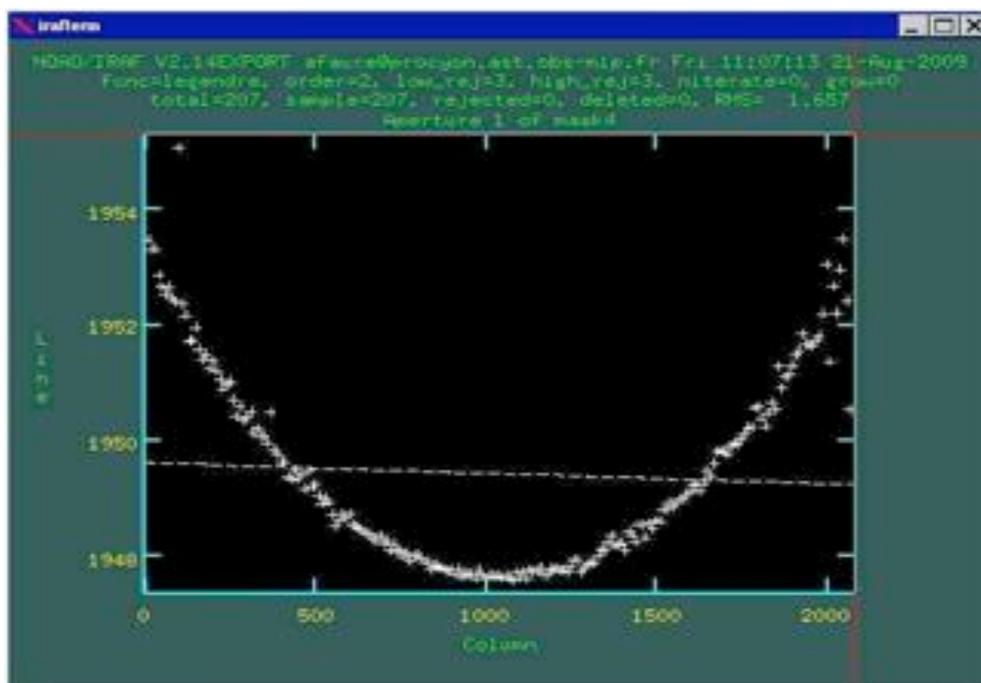
Opération de définition du seuil

La ligne en pointillée désigne le seuil (= background) à définir. Il suffit de sélectionner des portions à droite et à gauche de la courbe qui sont relativement planes pour que le seuil soit placé au même niveau. L'extraction sera ainsi effectuée avec une plus grande rigueur étant donné que les données ne correspondant pas à l'objet ne seront pas pris en compte. Voici par exemple, un cas complexe où le seuil n'est pas très bien défini (on le remarque par sa ligne pointillée inclinée) lors de l'extraction :



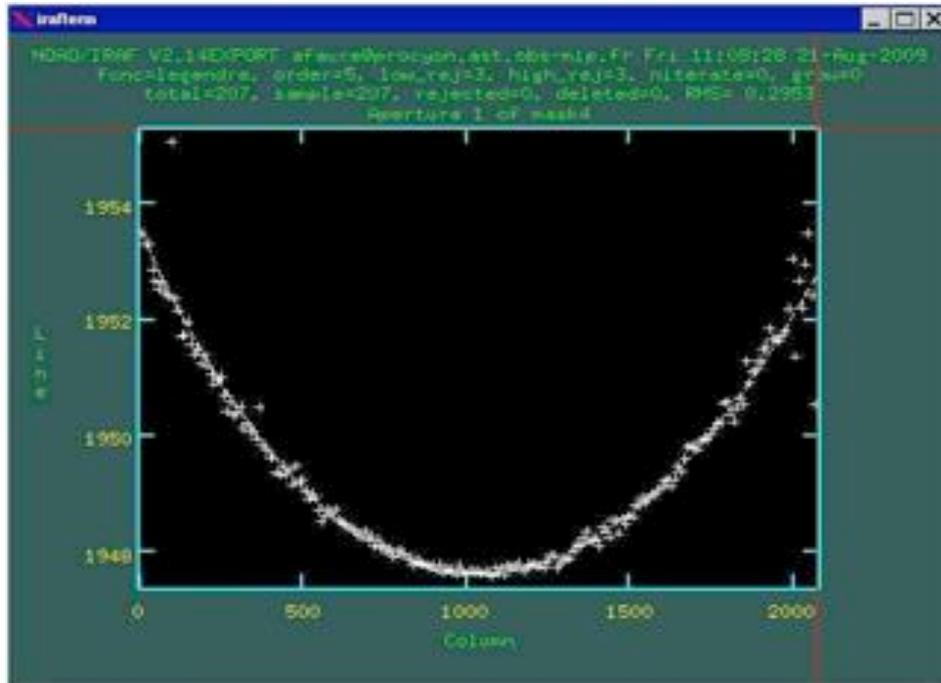
Exemple de mauvaise conformation du seuil (mask F02j)

Puis nous définissons ensuite la forme de l'ouverture. Cette étape est très importante car il est possible (et même fort probable) que le spectre ne soit pas parfaitement horizontal et peut-être plus ou moins légèrement courbé. Lors de l'extraction, cela peut poser problème si on ne prend pas en compte la forme de l'ouverture et conduirait également à une perte de données au final.



Conformation à l'ouverture de la fente pour un polynôme de Legendre d'ordre 2

On réalise pour cela une approximation de cette courbe à l'aide des polynômes de Legendre. Il sera très souvent nécessaire de redéfinir l'ordre de ces polynômes pour conformer à l'ouverture. Avec sur l'axe des abscisses, la dimension spectrale (axe X des spectres) et sur l'axe des ordonnées, la dimension spatiale. La conformation devient acceptable lorsque la courbe en pointillée rend bien compte de la tendance de l'alignement des points.



Conformation à l'ouverture de la fente pour un polynôme de Legendre d'ordre 5

Nous avons donc, dans cette partie, extrait notre spectre comme nous le voulions à l'origine. On a bien vu que l'opération est délicat et nécessite un œil entraîné pour bien choisir les différentes données à prendre en compte ou non.

La prochaine étape est de calibrer notre spectre afin de pouvoir le lire comme nous le voulons. Rappelons que pour l'instant, on lis sur le graphe un spectre définissant le nombre d'électrons par pixel et non le flux en fonction de la longueur d'onde comme on le souhaiterait.

III/ Calibration en longueurs d'onde

Le spectre étant extrait, il nous reste à définir l'échelle horizontale pour qu'elle corresponde à une échelle de longueur d'onde. On utilisera donc cette fois-ci les fichiers WAVE_LAMP qui sont des images de calibration avec le même masque utilisé que pour celui des images des spectres. Cette fois-ci, on vise une lampe à travers ces fentes (lampe d'hélium très souvent). Ces lampes sont caractérisées par leur grisme qui permettra la calibration en longueur d'onde.

Avant toute chose, il faut s'assurer de connaître quel grisme correspond à la lampe qui va nous servir (toujours en effectuant une recherche détaillée avec l'outil Scisoft). On se munit également de l'appendice D du manuel de l'ESO pour le télescope FORS afin de pouvoir identifier nos raies d'émission pour la lampe. Nous allons identifier chaque raie d'émission de la lampe à des longueurs d'ondes connues d'émission de ces lampes grâce à un catalogue de longueur d'onde.

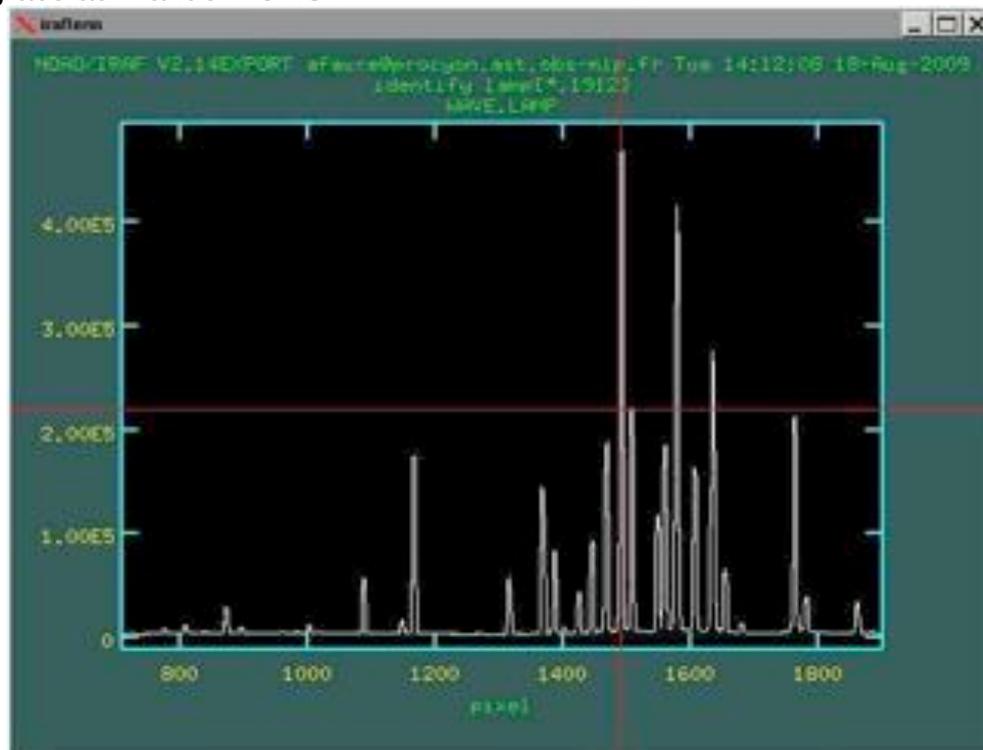
On réalise cette opération en tapant la commande suivante dans Iraf :

```
cl> identify lamp section='line 11 12' coordlist='sbo_HeAr.dat'
```

avec `lamp` : le fichier `wave_lamp` utilisé pour identifier les raies spectrales.

`section` permet de définir l'intervalle spatiale verticale sur laquelle on identifiera les raies `sbo_HeAr.dat` qui contient une liste de raies de longueurs d'onde connues pour les lampes d'hélium et d'argon.

Ainsi, on obtient le type de graphique suivant sur lesquels nous devons identifier les raies connues grâce au manuel FORS :



Identification des raies spectrales de la lampe d'Hélium

Une fois que quelques raies sont identifiées, on peut facilement demander une identification automatique du reste des raies en appuyant sur la touche `I`. Néanmoins, il est très fortement conseillé de procéder à une vérification que l'identification a été correctement effectuée (en examinant par exemple que la première raie dans le bleu et la dernière dans le rouge sont bien identifiées).

On enregistre ensuite les données puis on associe la solution de longueur d'onde à l'image. On effectuera donc sous Iraf :

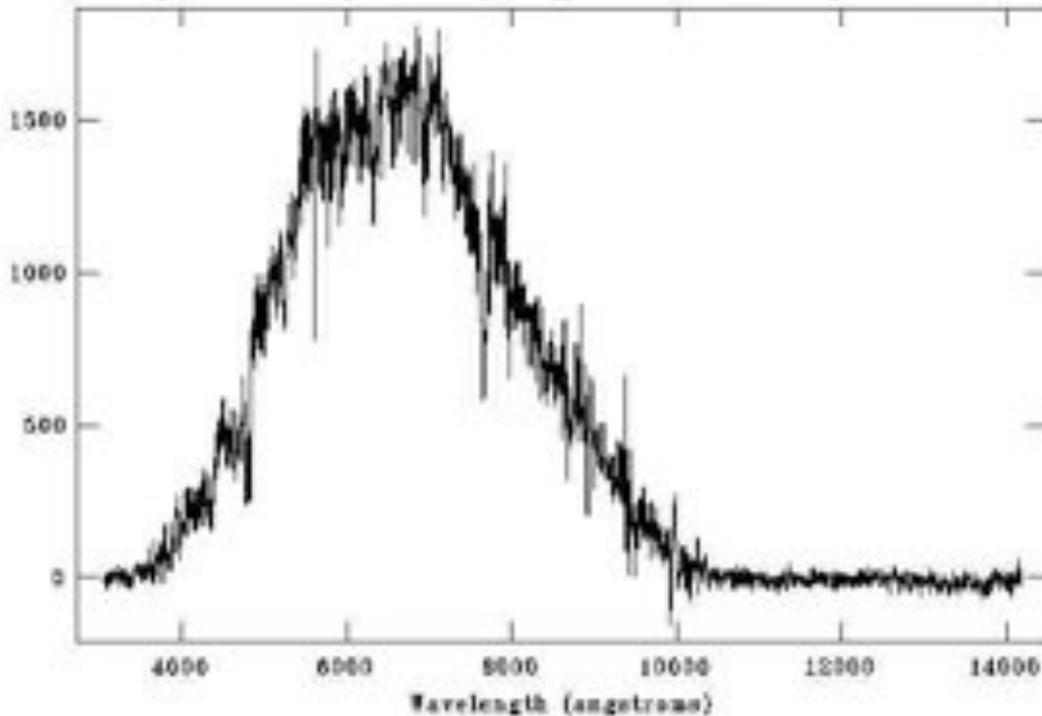
```
cl> hedit mask.ms REFSPEC1 "lamp" add+
```

et enfin pour l'appliquer au fichier `mask.ms` qui contient notre spectre extrait :

```
cl> dispcor mask.ms calibrated-mask
```

On obtient le fichier `calibrated-mask.fits` qui est notre spectre calibré en longueur d'onde. Un exemple de graphe calibré en flux est présenté ci-dessous pour l'objet 020469530,c.

NOAO/IRAF Y2.14E3PORT afaure@procyon.asL.obu-mip.fr Tue 14:14:58 15-Aug-96
 [020462530.o_spectra.fits[*],1,1]: 020351846 1800. ap:1 beam:1



Spectre calibré en longueur d'onde

Il nous reste une dernière étape à effectuer avant l'interprétation de nos résultats : la calibration en flux.

IV/ Calibration en flux

En ce qui concerne la calibration en flux, nous allons avoir besoin d'images de spectres d'étoiles standard bien connues, observées à travers les grismes qui correspondent respectivement aux masques (on ne mélangera pas les GRISM 300V et 150I). En fonction du grisme, on doit changer la calibration de l'étoile standard.

Pour obtenir notre spectre en flux, nous allons devoir diviser l'image du spectre par le temps de pose de l'image pour le multiplier par son efficacité grâce à la formule :

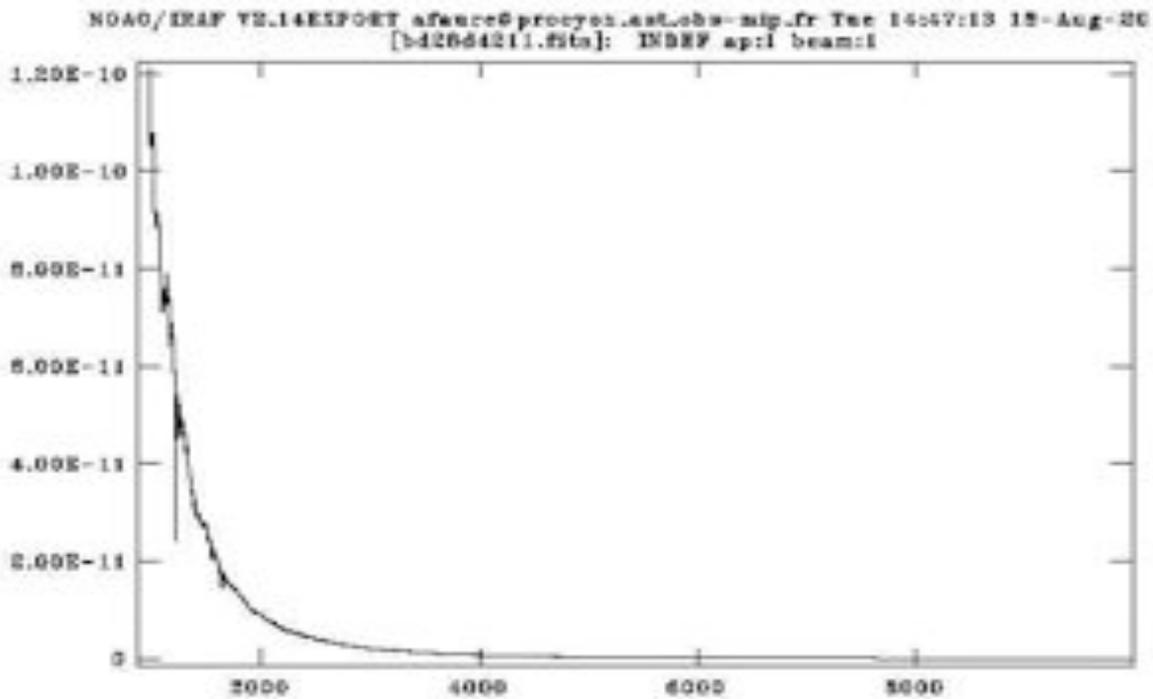
$$flux^{galaxie} = \frac{spectre^{galaxie}}{temps\ de\ pose^{galaxie}} \times \left[\frac{flux^{théorique}}{spectre^{étoile}} \times temps\ de\ pose^{étoile} \right]$$

avec $\left[\frac{flux^{théorique}}{spectre^{étoile}} \times temps\ de\ pose^{étoile} \right]$ repr sant l'efficacité.

A noter également que l'unité du flux est le $erg.s^{-1}.cm^{-2}.A^{-1}$.

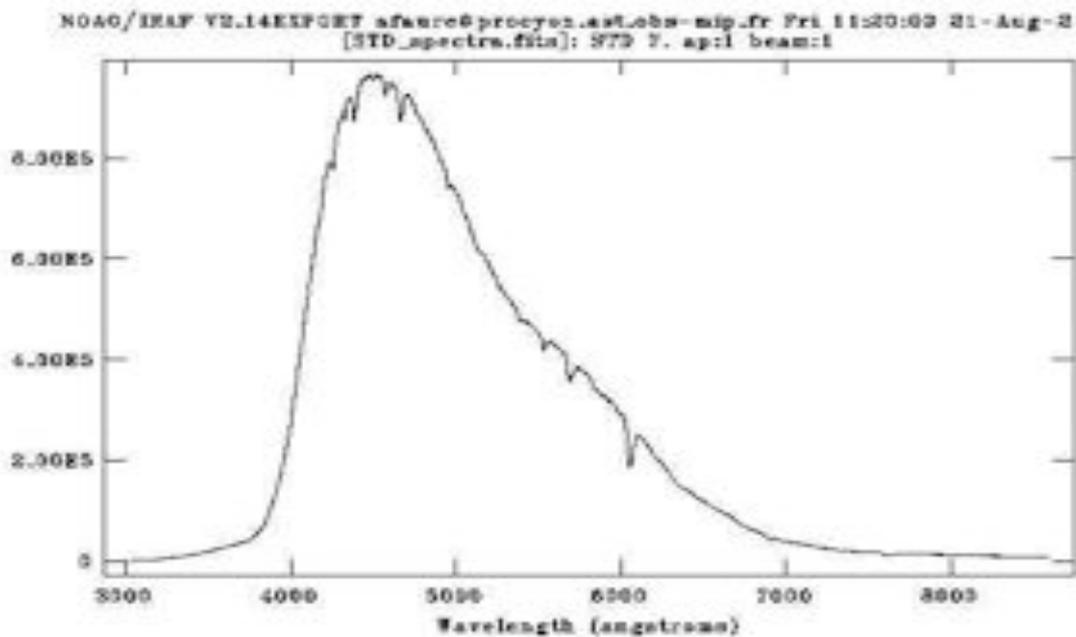
Nous utiliserons les données du télescope FORS pour nos étoiles standard afin d'obtenir l'efficacité pour chaque grisme. Pour les spectres théoriques, nous utiliserons les données du télescope spatial Hubble.

Pour obtenir le spectre d'efficacité, on utilise d'abord le spectre théorique d'une étoile standard (par exemple bd28d4211 pour le masque F22g).



Spectre de l'étoile standard bd28d4211

Puis évidemment, le spectre observé de l'étoile standard par l'instrument FORS1 :



Spectre observé de l'étoile standard avec FORS1

On utilise le logiciel Scisoft pour avoir des informations précises sur le fichier de l'étoile STD extraite cette fois-ci et trouver son temps de pose (*Exposure Time*) qui est de 7,0025 secondes.

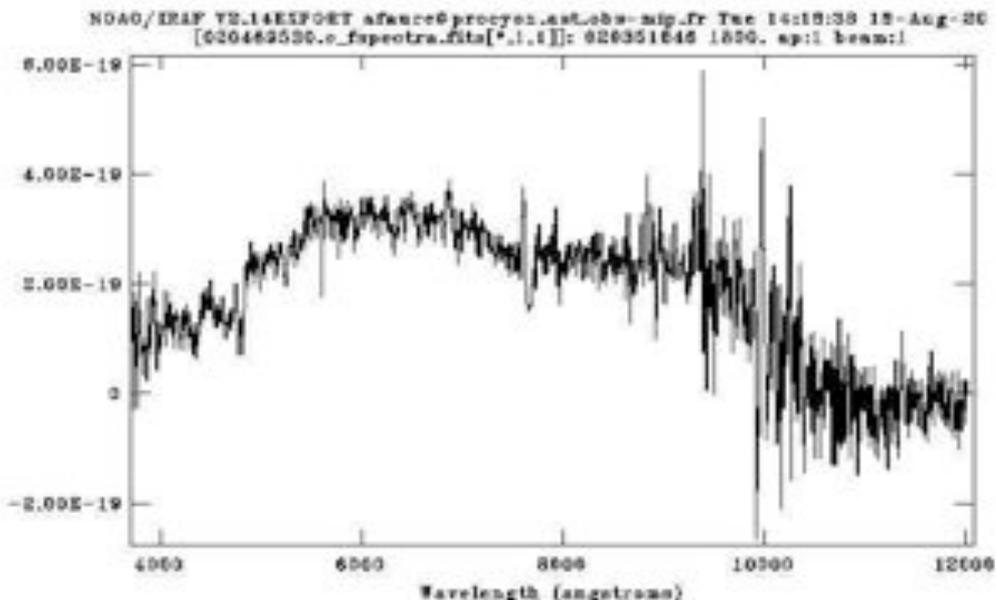
Puis on affiche le graphe de l'étoile standard à l'aide de la commande `plot` dans Iraf et on appuie sur la touche f pour pouvoir effectuer des opérations arithmétiques sur le graphe. On divise le graphe par le spectre de l'étoile STD puis on multiplie par le temps de pose trouvé précédemment. On obtient donc le graphe d'efficacité pour le grisme 300V :



Spectre d'efficacité pour le GRISM 300V

Une fois que les efficacités correspondant aux différents GRISM sont effectués, il ne reste plus qu'à effectuer sous l'interface graphique d'Iraf (commande `plot`), une division par le temps de pose du masque et une multiplication par son efficacité.

Ainsi, on obtient nos spectres calibrés à la fois en longueur d'onde et en flux, comme nous le souhaitions à l'origine. Un exemple de graphe calibré en flux est présenté ci-dessous pour l'objet 020469530,c.



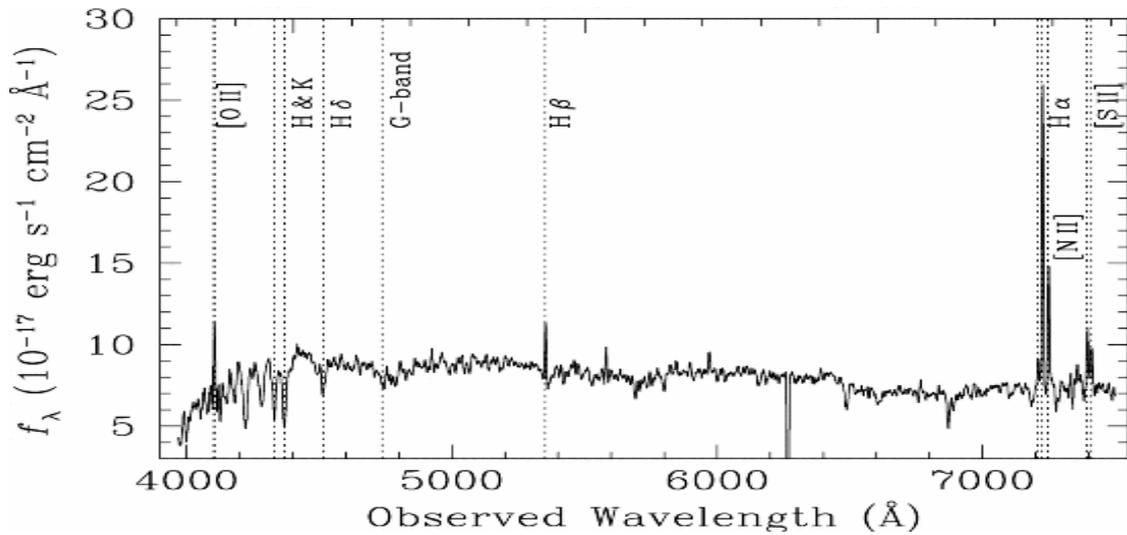
Spectre calibré en flux

On constate évidemment que la forme du spectre calibré en flux est très éloigné du graphique du spectre brut. Des structures sont d'ores et déjà reconnaissables sur ce graphe. Sur le spectre brut, on pouvait croire qu'il s'agissait d'un spectre d'étoile à la vue de sa forme non conventionnelle (alors qu'il s'agit bel et bien d'un spectre de galaxie). Il est donc très important de prendre en compte la sensibilité du capteur CCD en fonction de la longueur d'onde pour que notre spectre puis être exploité convenablement.

PARTIE III

EXPLOITATION DES RESULTATS

La procédure décrite précédemment a été effectuée pour la nuit du 3 Novembre 2005 avec plusieurs masques. Les graphes obtenus ont été consignés en annexe. L'exploitation des résultats ne peut qu'être possible qu'avec le spectre typique d'une galaxie que vous trouverez ci-dessous.



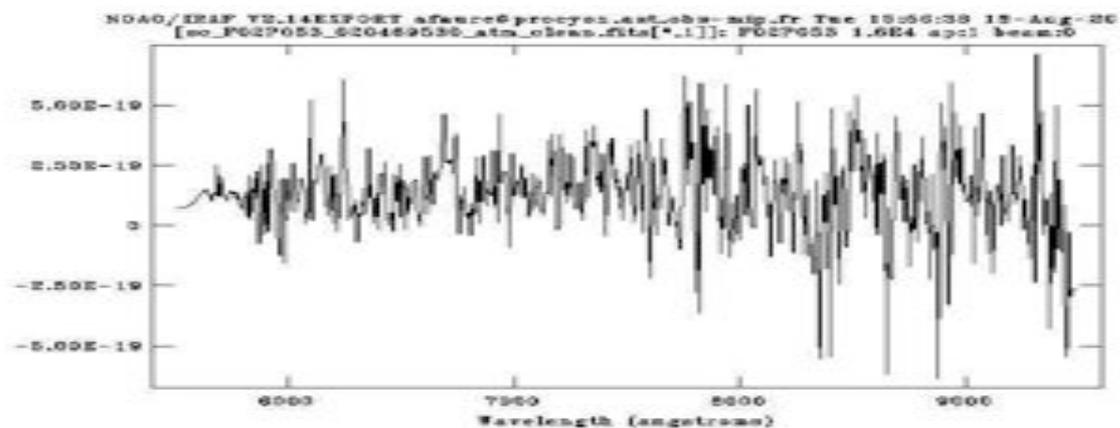
Spectre typiques de galaxie accompagné de ses raies d'émission remarquables

Le but est de reconnaître certaines de ces structures sur les graphiques des autres spectres afin de déterminer le décalage en longueur d'onde. On observe la présence de creux d'absorptions et d'augmentations plus ou moins brutale du flux comme le "break" situé à 4000 angströms. C'est celui qui est certainement le plus remarquable et le plus facile à identifier sur les spectres obtenus en partie II.

Sur les spectres obtenus, nous en sélectionnerons quatre que l'on étudiera pour calculer le décalage spectral et la distance de l'objet.

II/ Objet 020469530,c (masque F02j)

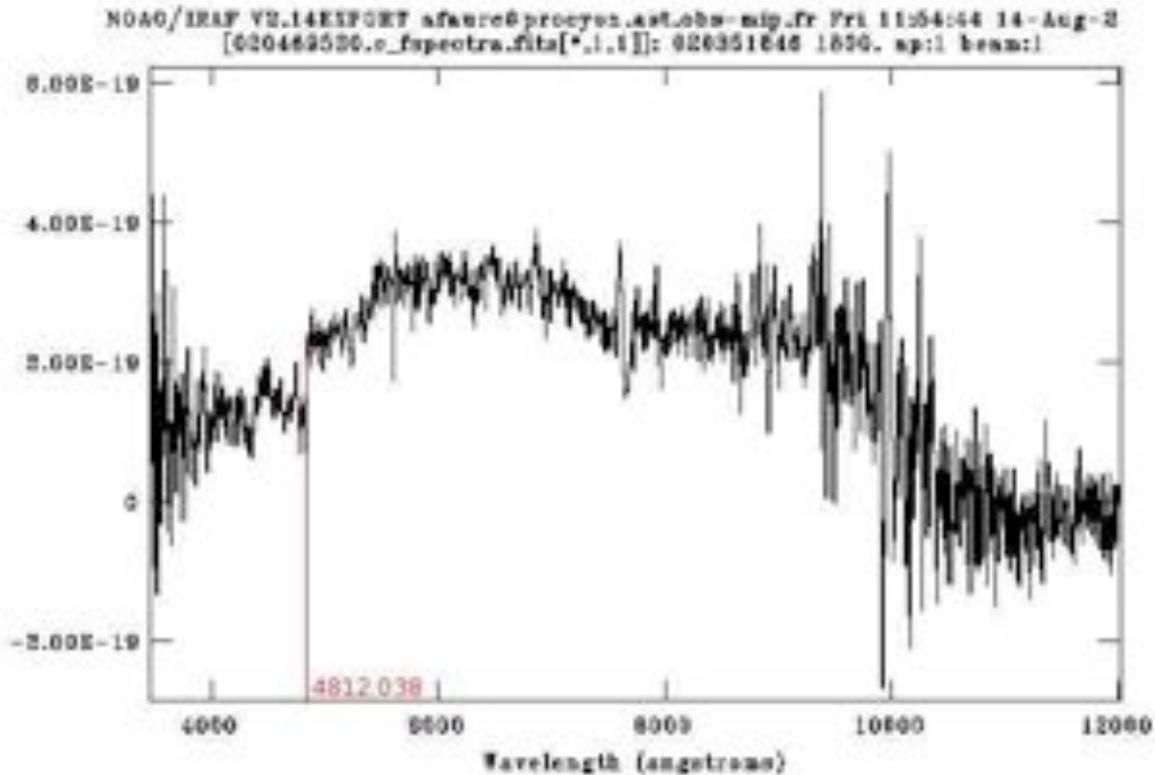
Pour comprendre l'utilité de l'exploitation des données que nous effectuons, penchons nous un instant sur le spectre de cet objet observé par l'instrument VIMOS :



Spectre de l'objet 020469530.c (VIMOS)

Le décalage spectral a donc été calculé à partir de ce spectre dans un intervalle de longueur d'onde allant de 5500 angströms à 9500 angströms environ. On s'aperçoit ici qu'il est difficile de reconnaître des structures typiques de galaxies.

Puis utilisons les résultats obtenus pendant ce stage et examinons le spectre du même objet, obtenu avec FORS1 :



Spectre de l'objet 020469530.c (FORS1)

Avec FORS1, le spectre devient plus facile à étudier puisque l'on reconnaît très facilement le break de 3969 angströms situé ici à 4812,038 angströms. Ainsi, son décalage spectral est de :

$$z = \frac{4812,038 - 3969}{3969} = 0,2124$$

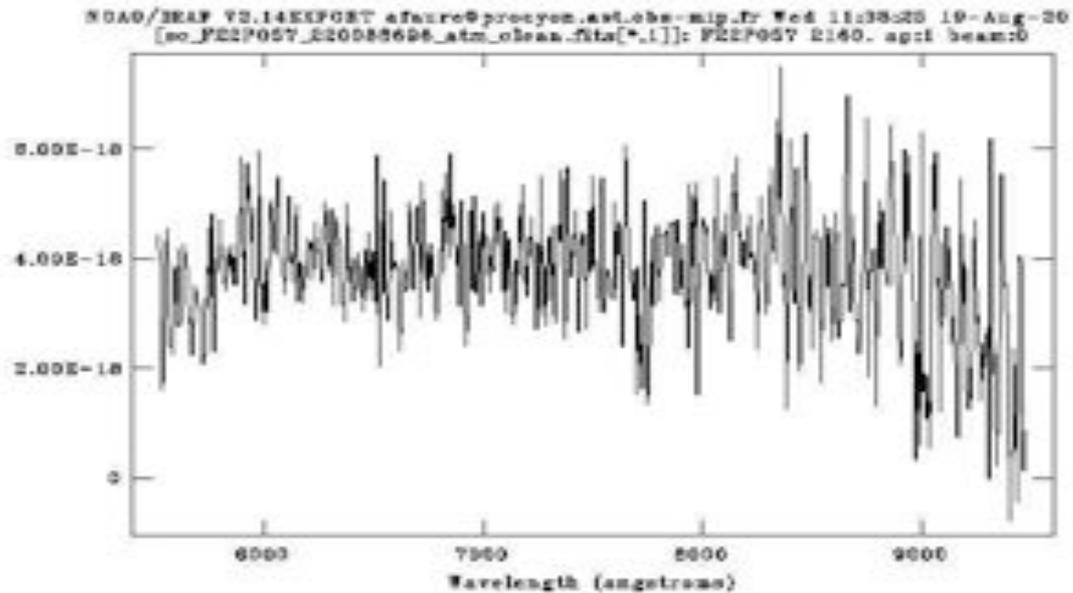
Puis on peut tenter de donner une distance de cette galaxie de façon grossière (sans prendre en compte les effets de l'énergie et de la matière noire) :

$$D = \frac{2 \times 299792458}{2,4 \times 10^{-18}} \times \left(1 - \frac{1}{\sqrt{1+0,2124}}\right) = 2,2936 \times 10^{25} \text{ m} = 2,4244 \times 10^9 \text{ al}$$

Donc cette galaxie est située à 2,4 milliards d'années-lumière de la nôtre. La précédente mesure obtenue avec VIMOS donnait un décalage spectral égal à 1,3941 ce qui n'est vraisemblablement pas correct. L'utilisation d'un autre instrument d'observation dans une gamme de longueur d'onde différente, permet donc d'effectuer des calculs beaucoup plus sûrs.

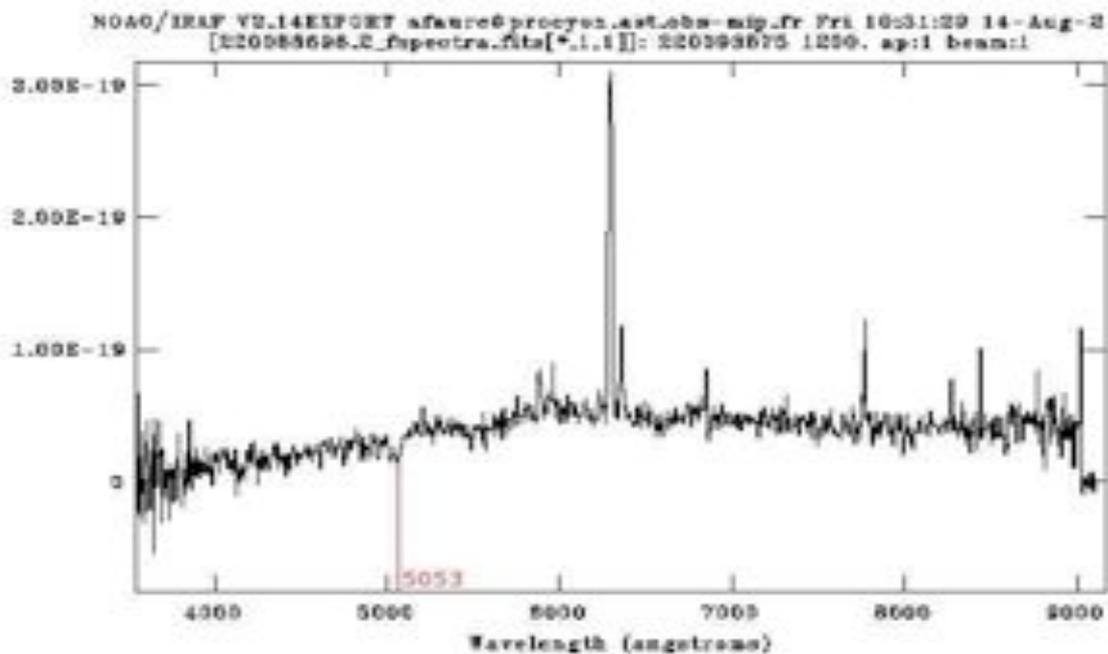
II/ Objet 220088696,2 (masque F22I)

Examinons l'objet 220088696,2 du masque F22I avec l'instrument VIMOS :



Spectre de l'objet 220088696 (VIMOS)

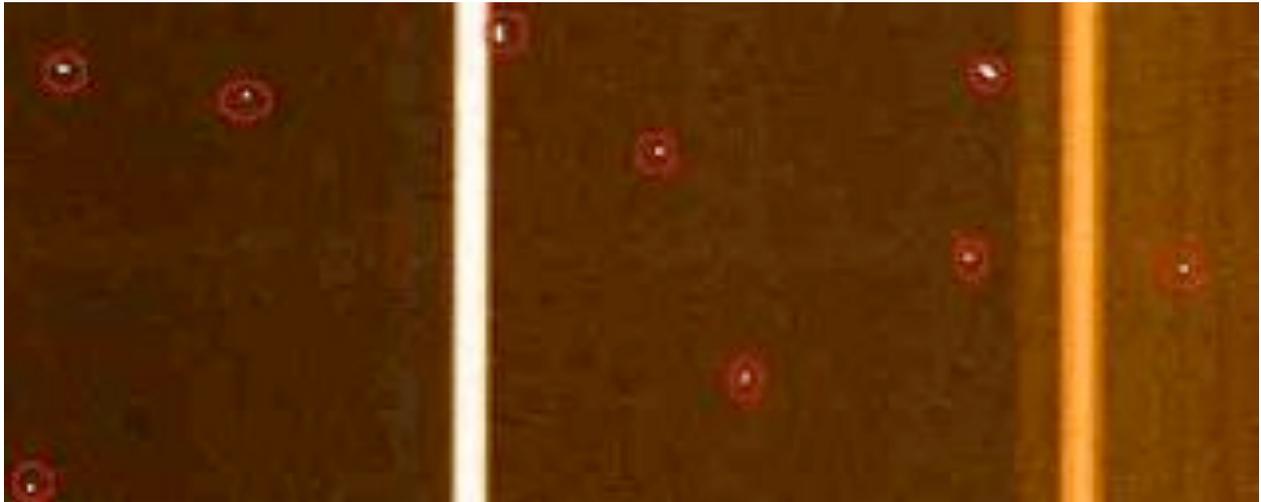
Le spectre est très bruité et l'identification de structures connues peut se révéler très ardue. Observons le spectre du même objet avec FORS1 :



Spectre de l'objet 220088696 (FORS1)

On remarque le «break» assez reconnaissable ici situé à 5053 angströms. En théorie, ce break se situe à 3969 angströms. Il y a donc bien un décalage des longueurs d'onde comme nous l'avions prédit.

Les raies d'émission que l'on observe aux alentours de 6000 angströms sont des artefacts dus à la présence des rayons cosmiques dont nous avons parlés dans la précédente partie. Ils correspondent à ce genre de points (entourés en rouge) sur l'image du spectre :



Exemple de rayons cosmiques sur l'image d'un spectre (masque F22g)

Dès lors, il ne nous reste plus qu'à appliquer la formule du décalage spectral :

$$z = \frac{5053 - 3969}{3969} = 0,2686$$

Ce résultat concernant l'objet 220088696,2 vient modifier les précédents calculs. En effet, l'équipe chargée d'étudier ces spectres avait déduit un décalage de 0,3158 donc assez éloigné de la valeur que nous venons de calculer. Il sera nécessaire d'effectuer une mise à jour des données.

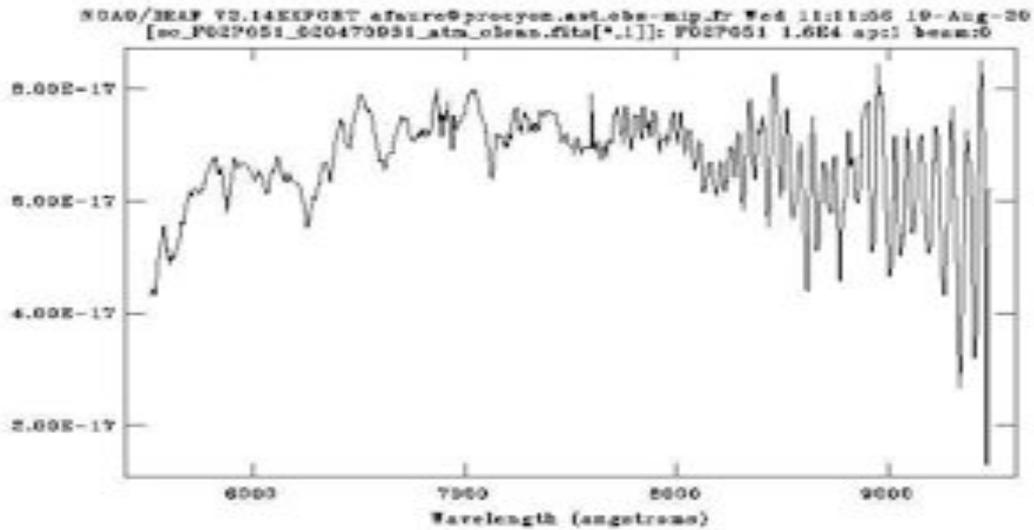
Nous en profitons également pour calculer la distance de cette galaxie :

$$D = \frac{2 \times 299\,792\,458}{2,4 \times 10^{-18}} \times \left(1 - \frac{1}{\sqrt{1 + 0,2686}}\right) = 2,8019 \times 10^{25} \text{ m} = 2,9616 \times 10^9 \text{ al}$$

Donc cette galaxie est située à environ 3 milliards d'années-lumières. On confirme également que le décalage vers le rouge, preuve de l'expansion de l'Univers, apparaît clairement pour des distances très importantes. On s'aperçoit également que FORS1 nous a permis de calculer le décalage spectral avec de manière beaucoup plus facile en observant le spectre dans le bleu.

III/ Objet 020470931 (masque F02j)

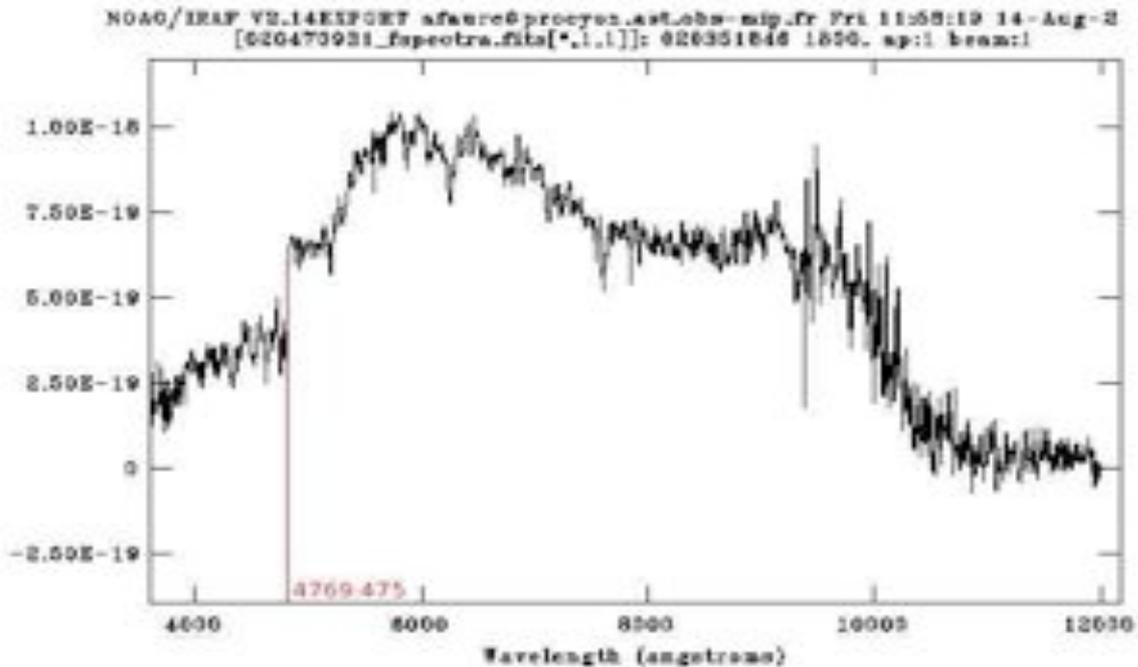
Toujours dans le même masque, on étudiera l'objet 020470931. Examinons son spectre observé avec l'instrument VIMOS :



Spectre de l'objet 020470931 (VIMOS)

On constate que, cette fois-ci, le spectre VIMOS n'est pas trop bruité donc il y a peu de risques que la valeur du décalage spectral de la base de donnée soit faux.

Observons maintenant notre spectre obtenu avec FORS1 :



Spectre de l'objet 020470931 (FORS1)

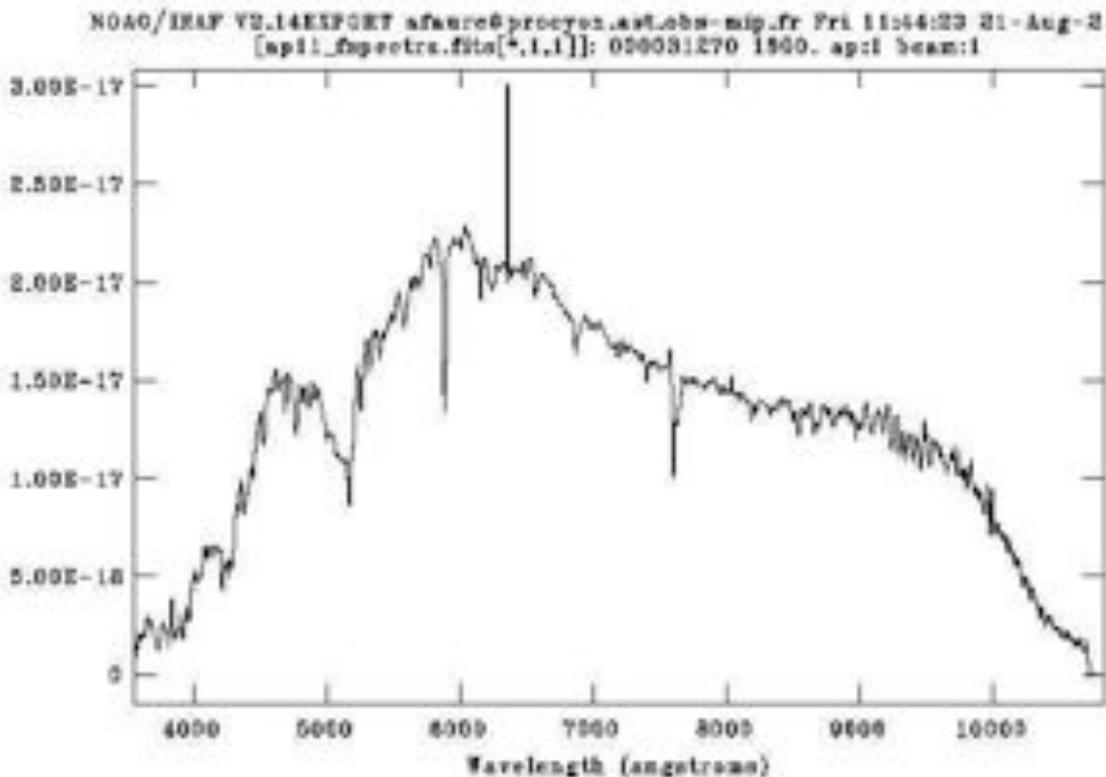
Le break théorique de 3969 angströms est cette fois-ci situé à 4769,475 angströms d'où un décalage spectral de : $z = \frac{4769,475 - 3969}{3969} = 0,2017$ ce qui correspond à une distance de :

$$D = \frac{2 \times 299\,792\,458}{2,4 \times 10^{-18}} \times \left(1 - \frac{1}{\sqrt{1+0,2017}}\right) = 2,1929 \times 10^{25} m = 2,3179 \times 10^9 al$$

donc une galaxie encore plus proche de nous que les précédentes. Cette fois-ci, le résultat est en accord avec la base de données des spectres.

On peut aussi observer que le spectre de cette galaxie a une lumière très fortement dominée par les étoiles du types M donc très âgées. Cela signifie donc que la galaxie comporte beaucoup d'étoiles de ce type. On peut en conclure qu'il s'agit d'une galaxie vieille ici.

Pour appuyer nos dires, nous pouvons faire référence au spectre d'une étoile M observé dans le masque CDFSa :

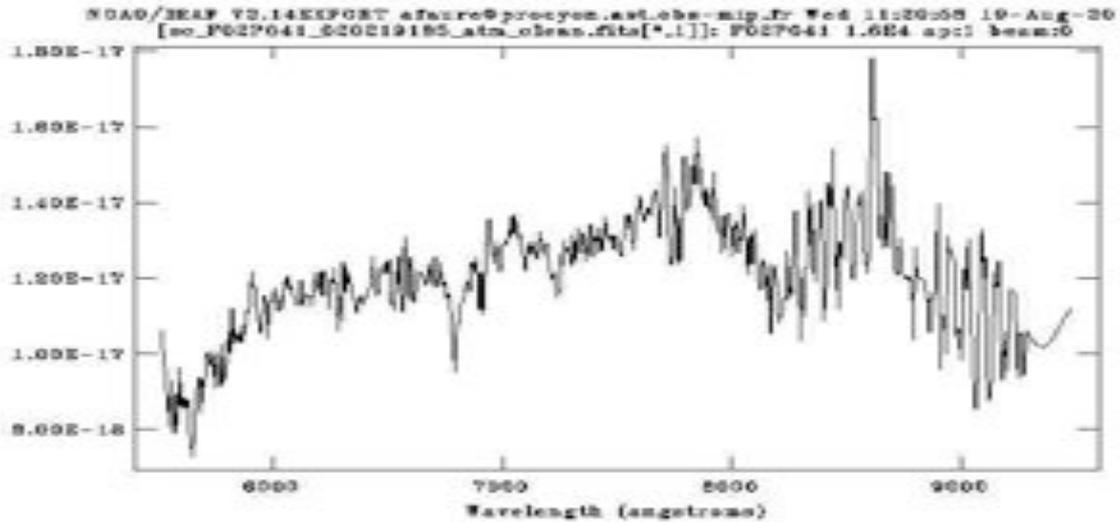


Spectre d'une étoile de type M (masque CDFSa)

Contrairement aux spectres galactiques, ces étoiles n'auront évidemment pas de décalage spectral car elles sont situées dans notre galaxie. On constate donc bien que la forme entre le spectre de l'objet 020470931 et le spectre d'une étoile M se ressemblent de façon notable. Ceci nous montre donc bien qu'il est très facile de conclure sur les propriétés d'une galaxie en examinant seulement son spectre (et le comparant à d'autres).

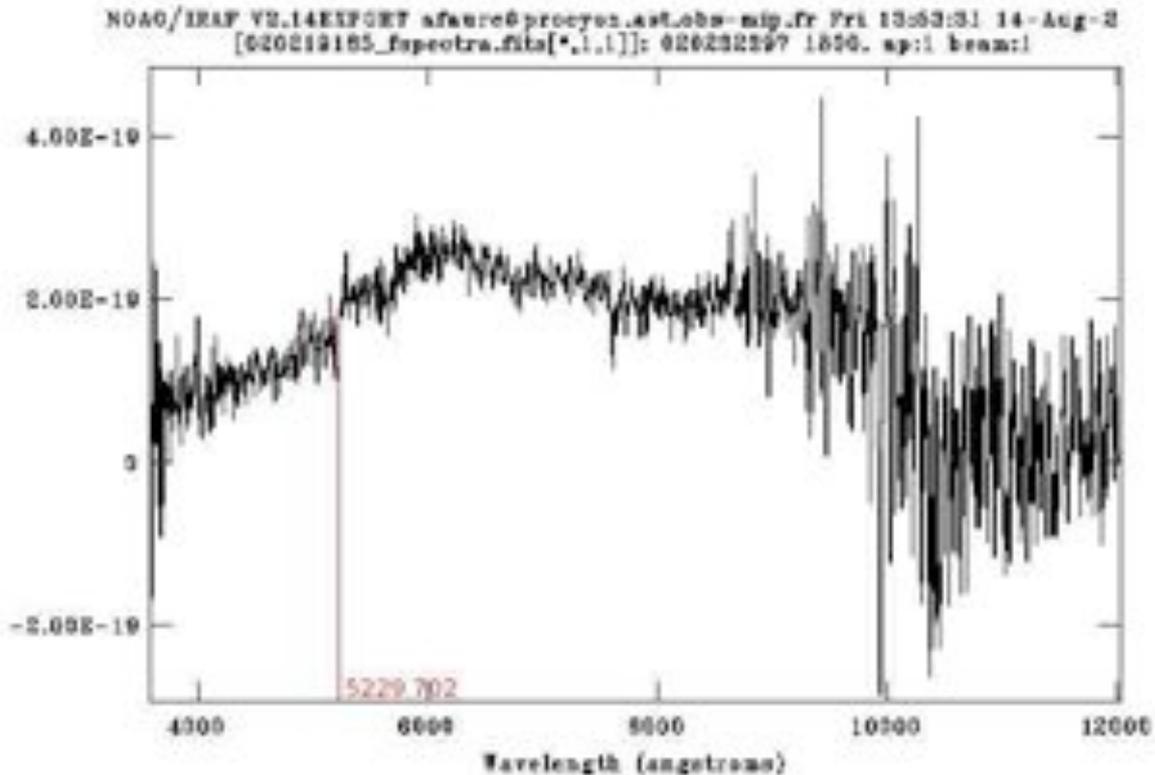
IV/ Objet 020219185 (masque F02g)

Puis dans le masque F02g, intéressons nous à l'objet 020219185 observé par l'instrument VIMOS :



Spectre de l'objet 020219185 (VIMOS)

Encore une fois, FORS1 nous permet de reconnaître d'autres structures remarquables du fait de son observation en plus large bande spectrale :



Spectre de l'objet 020219185 (FORS1)

Nous avons affaire ici à un spectre beaucoup plus bruité que les précédents.

Conséquence d'un objet peu lumineux et donc d'une galaxie très certainement plus lointaine que les précédentes. Cependant, nous reconnaissons le break qui nous est désormais familier, situé ici à 5229,702 angströms d'où un décalage spectral calculé de :

$$z = \frac{5229,702 - 3969}{3969} = 0,3176$$

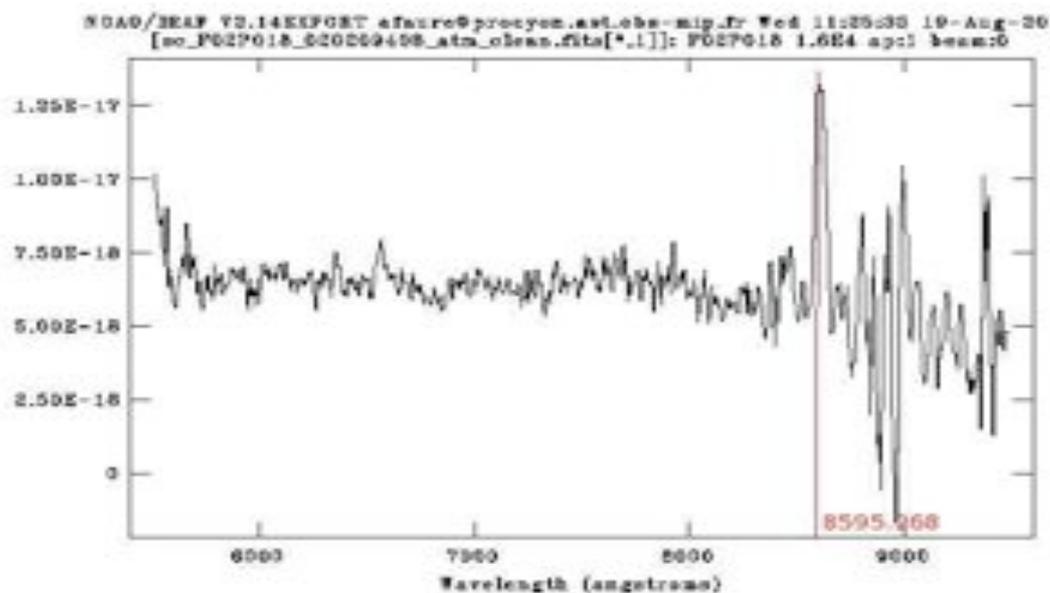
ce qui correspond à une distance d'éloignement de :

$$D = \frac{2 \times 299\,792\,458}{2,4 \times 10^{-18}} \times \left(1 - \frac{1}{\sqrt{1+0,3176}}\right) = 3,2183 \times 10^{25} \text{ m} = 3,4017 \times 10^9 \text{ al}$$

Il s'agit donc bien d'une galaxie beaucoup plus éloignée que les précédentes expliquant sa composante bruitée plus importante.

VI Objet 020209408 (masque F02g)

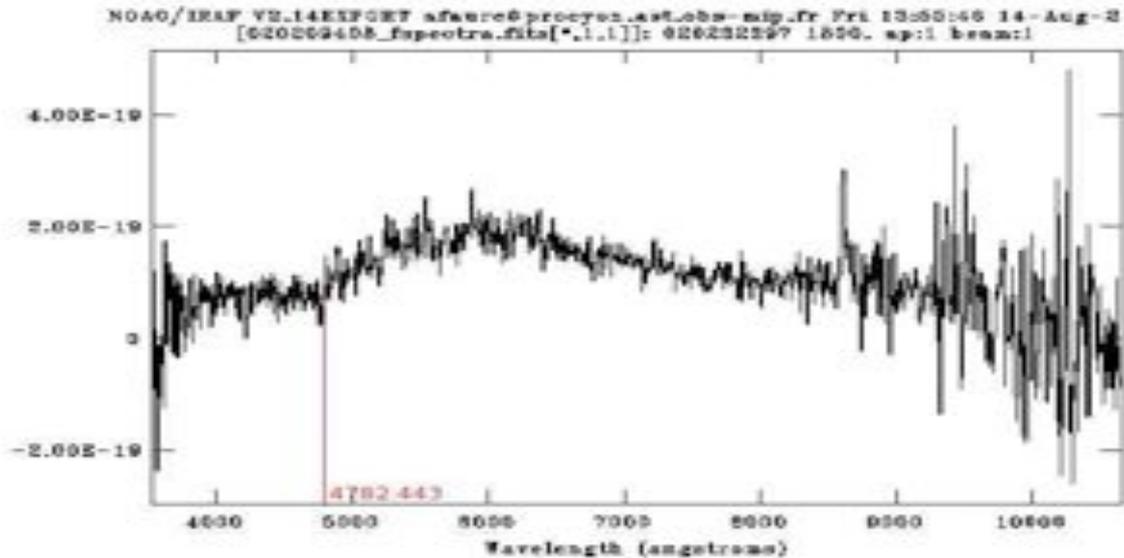
Enfin, examinons un dernier spectre provenant du même masque : l'objet 020209408 avec l'instrument VIMOS :



Spectre de l'objet 020209408 (VIMOS)

Le spectre obtenu par VIMOS permet de reconnaître une structure facile à repérer : la raie H α que l'on trouve ici à 8595,268 angströms. Le décalage spectral a donc très certainement, été calculé sans trop de difficultés.

Regardons à présent notre spectre obtenu avec FORS1 :



Spectre de l'objet 020209408 (FORS1)

Ce dernier exemple nous permet de nous rendre compte de la difficulté du repérage de structures communes dans la grande majorité des cas nécessitant un œil d'expert. Lors de cette étude, nous aurions pu identifier le break à 4782,443 angströms ce qui nous donne un décalage spectral de l'ordre de :

$$z = \frac{4782,443 - 3969}{3969} = 0,2049$$

Cependant, la base de donnée nous donne le résultat suivant : 0,3112. Il n'y a pas d'erreur dans la base de données car la raie H α située à 6563 angströms est parfaitement reconnaissable. On voit donc ici l'intérêt de chercher d'autres structures peut-être plus évidentes à reconnaître que notre fameux « break ». Cela permet d'éviter des erreurs de mesure comme nous l'avons constaté pour les deux premier cas évoqués dans cette partie.

On montre donc ici que c'est l'utilisation de l'instrument VIMOS qui se révélera plus utile pour le calcul du décalage spectral. L'instrument FORS1 n'est pas, dans cet exemple, suffisant pour être sûr de la valeur obtenue.

CONCLUSION

L'étude du décalage spectral des galaxies nous a permis, dans un premier temps, de se rendre compte de l'existence de l'expansion que subit notre Univers. On le voit, notre espace-temps se modifie en permanence et les objets qui le composent subissent aussi cette expansion. Notre vision, nos mesures s'en trouvent donc grandement modifiées. Il était donc nécessaire de se pencher sur le sujet de l'analyse spectrale pour des objets à grandes distances.

L'étude des galaxies et de leurs spectres nous a permis de mettre également en évidence la loi de Hubble et de voir que plus les galaxies étaient éloignées, plus celles-ci s'éloignent de nous plus «rapidement». Dès lors, le rayonnement électromagnétique s'en trouve également modifié et l'information qui parvient jusqu'à nous est donc partiellement erronée.

En utilisant l'instrument FORS1 du VLT, nous sommes parvenus à compléter les relevés spectraux initialement observés avec l'instrument VIMOS, puisque nous disposions d'une analyse dans une gamme spectrale décalée vers le bleu. Après avoir effectué un traitement classique d'images numériques astronomiques, il nous a fallu extraire les informations de ces images afin d'obtenir des spectres convenablement calibrés en flux et en longueur d'onde.

Puis notons également que certains relevés spectraux (pour les objets 220088696,2 et 020469530,c) ont révélé des structures connues dans les basses longueurs d'onde permettant de calculer avec une meilleure précision les décalages spectraux. Le travail effectué durant ce stage aura donc permis une précision sur certaines données astrophysiques.

Enfin, d'autres spectres sont encore à étudier notamment pour la nuit du 30 Novembre 2005. En effet, cette nuit comporte encore huit masques à analyser dont chacun comporte environ une quinzaine d'objets. Il faudra donc effectuer une procédure identique à celle effectuée dans le présent rapport, c'est à dire un tri, des réductions, des extractions et des exploitations de ces données en vue d'obtenir des spectres exploitables pour terminer de compléter, voire de corriger, les mesures effectuées avec l'instrument VIMOS.

BILAN DU STAGIAIRE

Ce stage est le premier qui m'ait permis de m'atteler à un travail très proche de la recherche effectuée par les professionnels. J'ai appris, avec plaisir, à chercher l'information qui pouvait manquer, à tester de nouvelles idées et conclure sur leurs conséquences. Heureusement, j'ai apprécié la présence de mon encadrant de stage, Fabrice, qui trouvait toujours le bon équilibre entre la mise en commun d'information et la recherche me permettant d'être finalement autonome au bout d'une semaine de travail. En ce qui concerne les compétences informatiques, j'ai eu plaisir à retourner sur Linux et revoir les bases du travail en mode terminal et surtout à découvrir un nouveau logiciel : Iraf. Sous ses traits assez rebutants se cache un logiciel très puissant qui permet finalement d'assister le travail d'un chercheur de façon très utile (même à un niveau d'utilisation modeste).

Enfin, inutile de préciser qu'au niveau de la curiosité scientifique, j'ai été très satisfait. Il est vrai qu'au départ, le travail sur ordinateur et l'extraction de graphes peut paraître monotone et trop abstraite. Cependant, une fois que l'on saisit ce que chaque graphe nous apporte comme information (la présence d'étoiles plus ou moins vieilles dans la galaxie, la présence d'un noyau actif repérable par un pic d'émission assez large, ...), le travail devient un vrai plaisir et l'on se rend compte que nous devenons un véritable archéologue des galaxies et des étoiles !

REMERCIEMENTS

Je tiens évidemment à remercier, en premier lieu, mon encadrant de stage, Fabrice LAMAREILLE, qui s'est occupé de guider mon projet durant ces 4 semaines de stages. Même si le stage a débuté de manière quelque peu délicate, j'ai apprécié ce stage pour plusieurs raisons que j'ai déjà décrites dans la partie « Bilan du stagiaire ». Au delà du côté professionnel, c'est un véritable plaisir de discuter avec Fabrice notamment lors du déjeuner et d'en apprendre un peu plus sur ce passionné de physique et d'astronomie. Je le remercie vivement encore pour m'avoir accepté en tant que stagiaire durant ce temps au LATT.

Je remercie également Messieurs BLANCHARD et PUIGT pour leur précieuse aide dans la recherche d'un stage que j'avais commencé en Avril et qui m'ont permis d'être redirigé vers ce cher Fabrice!

ANNEXES

Spectres des masques de la nuit du 3 Novembre 2005.