

Préparation à l'Agrégation externe
section physique-chimie
option physique

Mesurer la distance des galaxies lointaines

Par Vivien L. Scottez

Présentée et soutenue la semaine du 22 Avril 2019

Table des matières

Table des matières	i
Introduction	1
1 Notion de redshift	3
1 Effet Doppler	4
2 Effet cosmologique	4
3 Effet gravitationnel	5
2 Redshift spectroscopique	7
1 La classification de Hubble	7
2 Les galaxies de type précoce et tardif	8
3 La mesure du redshift spectroscopique	9
3 Redshift photométrique	11
1 L'ajustement de modèles	11
2 Méthodes empiriques : apprentissage automatique	12
3 Diversité des mesures	13
Conclusion et perspectives	15
Bibliographie	17

Introduction

L'étude de l'Univers, en tant qu'objet physique, est l'une des disciplines les plus fondamentales et passionnantes qui soit. Comprendre le monde, s'interroger sur la nature de la réalité et essayer de la décrire le plus fidèlement possible est le quotidien du physicien. Que ce soit l'étude de l'infiniment petit ou de l'infiniment grand la physique a ceci de passionnant qu'elle transporte, qu'elle fait rêver, qu'elle révèle.

Parmi l'ensemble des sciences physiques, l'astrophysique possède un statut particulier puisqu'elle ne peut pas s'appuyer sur la reproduction, en laboratoire, d'expériences rigoureusement identiques. Pour des raisons évidentes cette approche, qui a fait la force de la démarche scientifique dans de nombreux domaines, n'est pas envisageable.

Lorsque l'on regarde le ciel, et les objets qui s'y trouvent, on peut naturellement s'interroger sur la distance qui les séparent de nous. Cette simple question est des plus fondamentales. En effet, si le Soleil et la Lune échangeaient leur place, notre vision du système solaire serait radicalement différente - et incompatible - avec celle que nous avons aujourd'hui. Nous évoluerions alors dans un paradigme totalement différent. La connaissance de la distance des astres est donc la pierre angulaire de notre compréhension de l'Univers. Le physicien qui essaie de répondre à cette question se heurte alors à une difficulté technique de taille : comment estimer cette distance sans avoir la possibilité d'utiliser un mètre ruban ?

Le principal objectif de ce mémoire sera de présenter les deux principales différentes approches permettant de surmonter cette difficulté en ce qui concerne l'étude des galaxies dites lointaines c'est-à-dire, se trouvant à des distances supérieures à 500 millions d'années-lumière.

Chapitre 1

Notion de redshift

En cosmologie, la distance des galaxies lointaines est communément exprimée en termes de décalage spectral. Ce décalage est alors défini expérimentalement par :

$$z = \frac{\lambda_o}{\lambda_e} - 1 , \quad (1.1)$$

avec :

- λ_e , la longueur d'onde émise généralement exprimée en nm.
- λ_o , la longueur d'onde observée également en nm.
- z , le décalage spectral qui est sans unité.

Or, il est également possible d'exprimer le décalage spectral d'un objet distant en fonction du facteur d'échelle, $a(t)$ qui est une grandeur sans dimension qui mesure la façon dont la distance entre deux objets célestes distants, varie avec le temps du fait de l'expansion de l'Univers. Cette relation s'écrit :

$$\frac{\lambda_o}{\lambda_e} = \frac{a(t_o)}{a(t_e)} . \quad (1.2)$$

En combinant ces deux équations il vient :

$$1 + z = \frac{a_0}{a(t)} , \quad (1.3)$$

avec :

- a_0 , le facteur d'échelle aujourd'hui choisi pour être $a_0 = 1$.
- $a(t)$, le facteur d'échelle au temps t correspondant au redshift z .

On voit immédiatement que le décalage spectral z , est relié à l'information sur la distance des objets. La quantité z étant une observable, cette expression fait du redshift un indicateur privilégié dans l'estimation de la distance des galaxies.

Comme nous venons de le voir, la distance des galaxies lointaines est reliée au décalage spectral de la lumière entre le moment de son émission et le moment de sa réception sur Terre. Or, l'expansion de l'Univers n'est pas le seul effet pouvant affecter la lumière. Pour différentes raisons la longueur d'onde de la lumière émise par un objet lointain (comme une galaxie) peut-être décalée vers les grandes longueurs d'onde - vers le rouge - ou même dans certains cas vers les petites longueurs d'onde

- vers le bleu. Nous présentons maintenant les différents effets pouvant engendrer un tel décalage.

1 Effet Doppler

Ce décalage peut être dû au mouvement de la source, Figure 1.1. Il s'agit de l'effet Doppler. On observe alors un décalage vers le rouge - redshift - si la source s'éloigne de l'observateur et vers le bleu - blueshift - si elle s'en rapproche. Dans le référentiel de l'observateur, on calcule le décalage spectral selon l'équation (1.1).

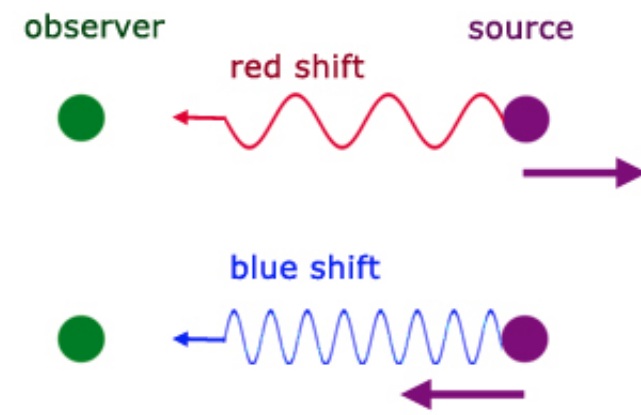


FIGURE 1.1 – Illustration d'un décalage spectral dû à un effet Doppler. Un observateur, immobile, reçoit un signal émis par une source en mouvement. Le sens de déplacement de la source affecte la longueur d'onde du signal. Cette dernière est allongée - raccourcie - lorsque la source s'éloigne - se rapproche. Source : <http://a-levelphysicstutor.com/wav-doppler.php>.

2 Effet cosmologique

L'expansion de l'Univers est également une source de décalage spectral mais cette fois il s'agit systématiquement d'un décalage vers le rouge, Figure 1.2. On parle alors de redshift cosmologique. Dans un univers homogène et isotrope son expression en fonction du facteur d'échelle est donnée par l'équation (1.3).

Pour comprendre la différence entre ces deux définitions il convient de distinguer les effets cosmologiques des effets locaux. La chose importante à remarquer est que les objets ne bougent plus lorsque l'on se place dans un système de coordonnées particulier (coordonnées comobiles) qui varie de la même façon que l'expansion. Cependant, il existe tout de même un décalage vers le rouge dû à l'expansion de l'espace lui-même. C'est le redshift cosmologique.

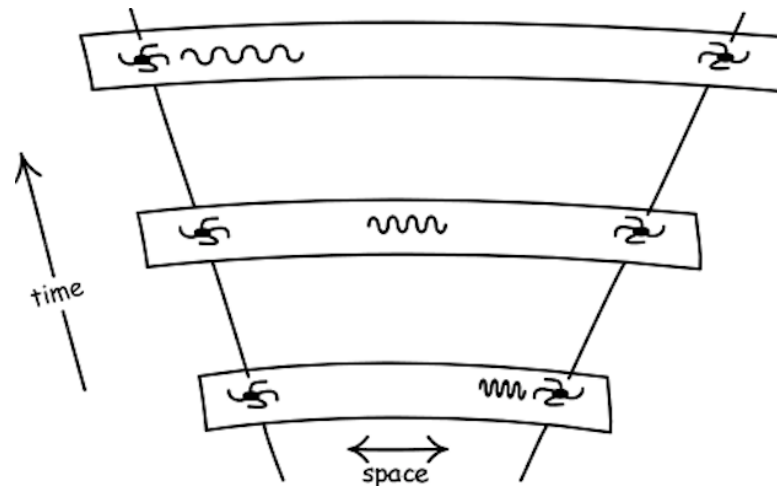


FIGURE 1.2 – Illustration de l’agrandissement de la longueur d’onde entre le temps d’émission et le temps de réception dû à l’expansion de l’Univers. Source : <http://www.pitt.edu>.

3 Effet gravitationnel

La relativité générale prédit que la lumière se déplaçant dans un champ de gravitation non homogène subit un décalage vers le rouge ou vers le bleu selon que la lumière est émise ou reçue par l’astre, Figure 1.3. Cet effet est appelé le décalage d’Einstein ou redshift gravitationnel. Sur la Terre, il est faible mais a été mesuré par Pound et Rebka (1959). Pour les galaxies cet effet est de l’ordre de 10^{-5} (Wojtak et collab., 2015).

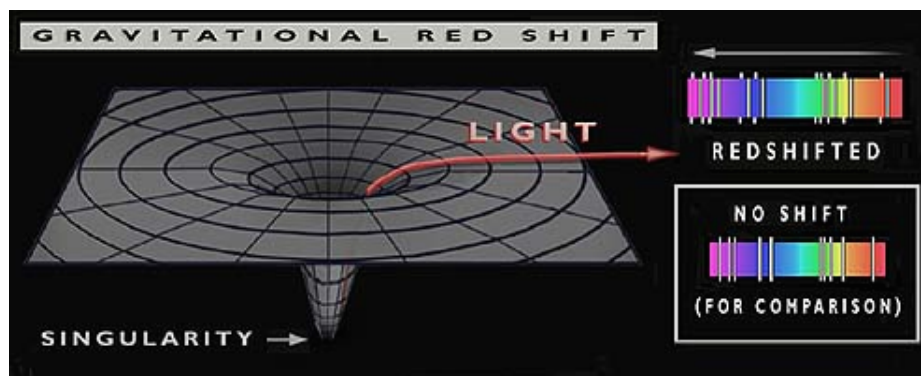


FIGURE 1.3 – Illustration de l’agrandissement de la longueur d’onde d’un signal s’échappant du potentiel gravitationnel d’un objet massif. Source : <http://archive.ncsa.illinois.edu/Cyberia/NumRel/EinsteinTest.html>.

Chapitre 2

Redshift spectroscopique

Afin de mesurer ce décalage spectral par application directe de l'équation (1.1), il est nécessaire de connaître la longueur d'onde émise. Pour cela il est indispensable d'étudier le spectre des galaxies c'est-à-dire, la quantité de lumière émise en fonction de la fréquence. Ce spectre, extrêmement riche en information, est la superposition de l'ensemble des spectres des étoiles formant la galaxie étudiée. Il est donc quasiment impossible de trouver deux galaxies ayant exactement le même spectre. Afin de simplifier ce type d'étude, on établit généralement des classifications de galaxies selon certains critères.

1 La classification de Hubble

La classification des galaxies la plus utilisée se réfère toujours à la séquence de Hubble visible à la Figure 2.1. Cette classification est basée sur des critères morphologiques des galaxies dont les composants principaux sont :

- le bulbe central ;
- le disque ;
- le halo de matière baryonique ou matière classique - par opposition à matière noire - constitué d'étoiles âgées ;
- le halo de matière noire qui est une forme de matière hypothétique n'interagissant pas de façon électromagnétique - donc transparente - permettant de décrire certaines observations. Ce type de matière représente la majorité de la masse de l'Univers.

La séquence de Hubble distingue quatre types de galaxies :

- les galaxies elliptiques. Leur brillance de surface est faible, elles contiennent peu de gaz froid et sont rouges à cause de leur population stellaire âgée. Elles possèdent un bulbe prédominant.
- les galaxies spirales. Elles possèdent un disque fin et des bras spiraux. Elles sont classées en deux branches : les spirales régulières et les spirales barrées selon qu'elles possèdent ou non une barre en leur centre.
- les galaxies lenticulaires. Cette classe regroupe les objets intermédiaires entre les elliptiques et les spirales.
- les galaxies irrégulières. Ces objets ne sont pas dominés par un bulbe central et ne possèdent pas non plus de disque. Elles ne présentent aucune symétrie particulière.

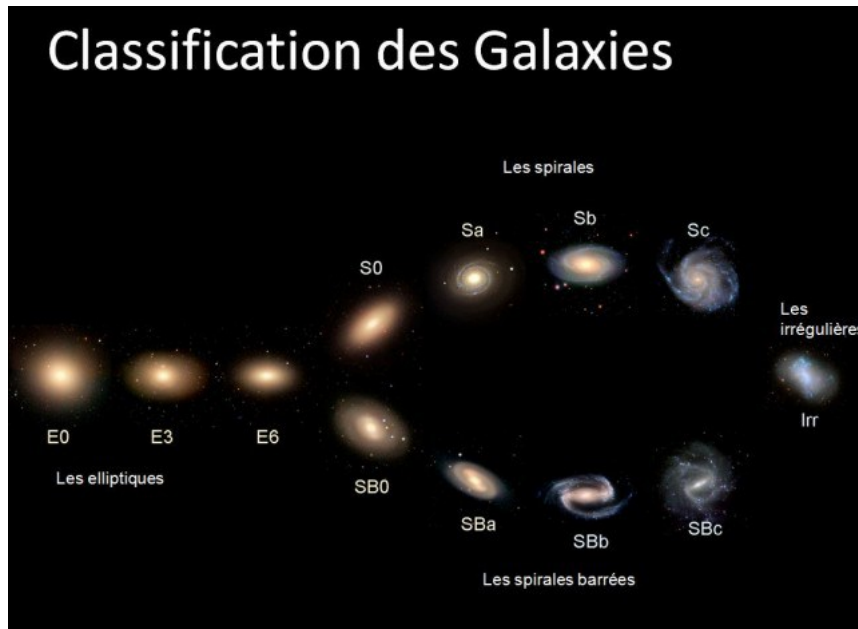


FIGURE 2.1 – Séquence morphologique de Hubble. Les galaxies elliptiques sont notées E, les spirales sont notées S, les lenticulaires sont notées S0 et les irrégulières sont notées Irr. Source : <https://moulindeetoiles.wordpress.com/les-galaxies/>.

2 Les galaxies de type précoce et tardif

Les galaxies elliptiques et lenticulaires sont généralement qualifiées de type précoce - *early type* - car elles se sont formées tôt dans l'histoire de l'Univers. Un exemple de spectre est montré Figure 2.2. De la même façon, les galaxies spirales et irrégulières sont qualifiées de type tardif - *late type* - car elle se sont formées plus tard dans l'histoire de l'Univers. Le spectre typique de ces galaxies est montré Figure 2.3.

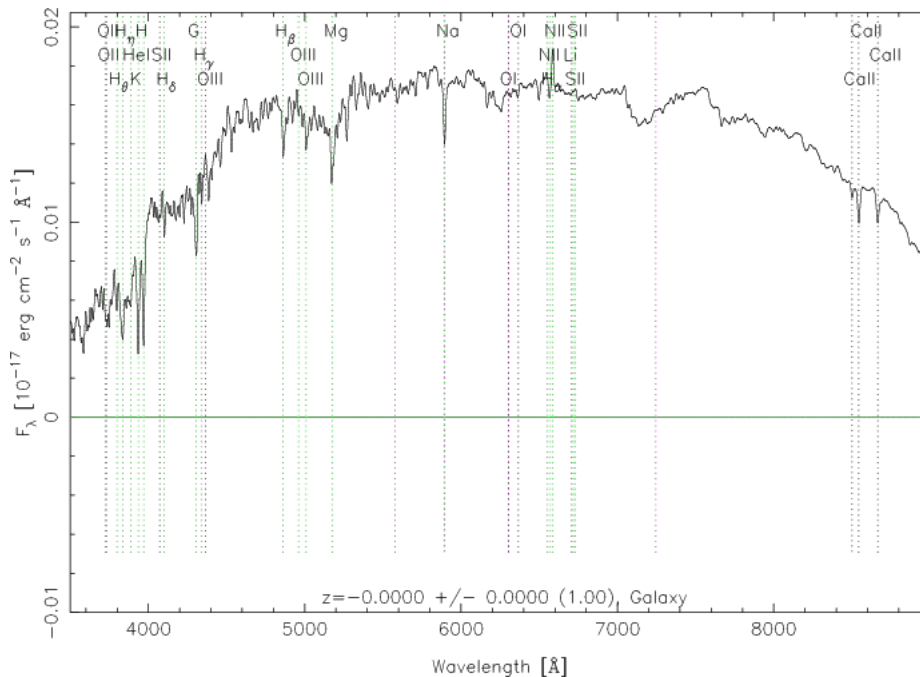


FIGURE 2.2 – Spectre d'une galaxie de type précoce. Source : <http://classic.sdss.org/dr7/algorithms/spectemplates/>.

En parcourant la séquence de Hubble de droite à gauche, la morphologie évolue du type tardif au type précoce ce qui correspond globalement à l'évolution temporelle d'une galaxie. En effet, les galaxies jeunes sont des objets actifs dont la formation d'étoiles dans leur disque est en cours. Elles sont généralement bleues. Puis à un certain moment dans l'évolution de la galaxie, la formation d'étoiles s'arrête, la galaxie devient passive avec une population stellaire vieillissante. La galaxie devient rouge. Les galaxies inhabituelles comme celles possédant un noyau très actif - *active galactic nucleus*, AGNs - celles à fort taux de formation stellaire ou encore celles en interaction ne sont pas représentées sur cette séquence. Les mécanismes contrôlant l'arrêt de la formation d'étoiles font toujours l'objet de recherches.

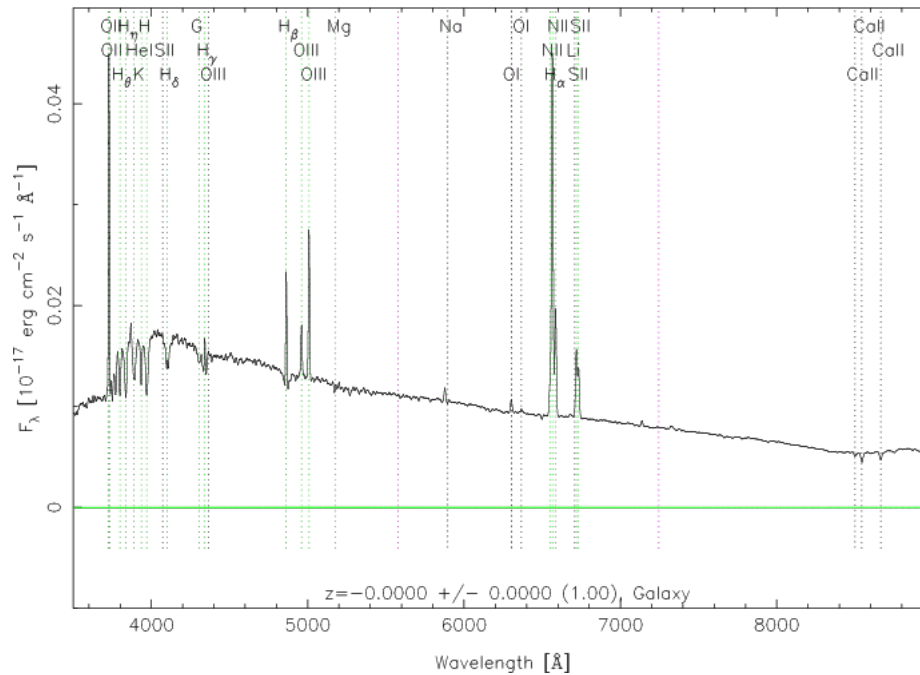


FIGURE 2.3 – Spectre d'une galaxie de type tardif. Source : <http://classic.sdss.org/dr7/algorithms/spectemplates/>.

3 La mesure du redshift spectroscopique

Mesurer le redshift spectroscopique revient à identifier au moins une caractéristique connue dans le spectre lumineux et à en mesurer le décalage spectral via l'équation (1.1). Cela nécessite une bonne connaissance du spectre des galaxies c'est à dire de leur Distribution Spectrale d'Énergie (SED). L'acquisition du spectre se fait en séparant le faisceau de lumière incidente à l'aide d'un prisme ou d'une fente.

La composition et le mécanisme d'émission des étoiles sont à présent bien connus : le spectre est proche de celui d'un corps noir, avec des raies d'absorptions et d'émissions qui sont la signature de sa composition, en fonction de son âge et de sa taille. Les étoiles jeunes émettent fortement dans l'ultraviolet, sont très énergétiques, mais le flux diminue rapidement à mesure que les étoiles évoluent et leur spectre subit alors une forte diminution du flux à 912 Å. Cette cassure, qui correspond à l'absorption de l'hydrogène, est appelée discontinuité de Lyman. Les étoiles vieillissantes sont de plus en plus rouges et créent une discontinuité supplémentaire, celle de Balmer, à ~ 4000 Å. L'évolution en couleur des étoiles jeunes est très rapide et devient de plus en plus rouge avec le temps.

Si l'évolution des étoiles est assez bien comprise, le spectre lumineux total d'une galaxie n'est cependant pas toujours facile à prédire car les populations d'étoiles ne sont pas forcément homogènes et le flux total dépend du taux de formation stellaire. Une manière simple de modéliser le spectre d'une galaxie consiste à définir une population initiale d'étoiles - *Initial Mass Function*, IMF - et une évolution qui dépend du taux de formation stellaire - *Star Formation Rate*, SFR - et de l'évolution chimique de la galaxie, on parle alors de métallicité. En plus de dépendre du type de l'objet, les caractéristiques présentes dans le spectre d'une galaxie peuvent également dépendre de l'environnement la séparant de l'observateur.

En termes de précision, la spectroscopie est le meilleur moyen pour mesurer le redshift de ces galaxies dites lointaines. En effet, une résolution $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$, de quelques centaines permet d'obtenir une précision de $\sim 5.10^{-3}(1+z)$.

Les Spectrographes Multi-Objets (MOS) existants permettent de mesurer simultanément des centaines de redshifts spectroscopiques. Cependant, cela n'est pas suffisant pour traiter les dizaines de millions d'objets déjà répertoriés ou les quelques milliards que l'on prévoit pour des relevés en cours de préparation comme la mission *Euclid* de l'Agence Spatiale Européenne (ESA).

La spectroscopie est donc une méthode longue, coûteuse et est parfois impossible à réaliser notamment lorsque les objets observés sont trop peu brillants. Bien que cette méthode soit la plus précise, il n'est donc pas envisageable de l'utiliser pour estimer le redshift de l'ensemble des objets à notre disposition.

Chapitre 3

Redshift photométrique

La photométrie est une autre façon de déterminer le redshift d'un objet à partir des mesures de sa magnitude apparente à travers différents filtres. Cette technique a été développée pour la première fois par [Baum \(1962\)](#). On peut distinguer deux types d'approches permettant de mesurer le redshift photométrique : les méthodes utilisant des modèles de spectres de galaxies et les méthodes empiriques de type « apprentissage automatique ».

1 L'ajustement de modèles

C'est une procédure qui permet d'obtenir le redshift photométrique. Elle est basée sur la détection de motifs particuliers dans le spectre des galaxies à partir des mesures de magnitude dans différents filtres et sur l'ajustement de l'allure globale du spectre par rapport à une bibliothèque de spectres de référence. La Figure 3.1 montre quelques exemples d'ajustement pour plusieurs modèles de galaxies.

Afin d'obtenir des résultats plus précis, l'ensemble de filtres utilisé doit être choisi de façon à encadrer certaines caractéristiques du spectre des galaxies. On utilise généralement la brisure à 4000 Å ; mais aussi les raies de Balmer - correspondant à la série de Balmer de l'hydrogène - et la brisure de Lyman à 912 Å. Les magnitudes photométriques observées sont alors comparées à celles obtenues via l'échantillon de spectres de référence. Ces spectres de référence sont soit observés soit simulés par ordinateur. La valeur du redshift est soit directement la valeur du redshift du modèle soit elle est interpolée à partir des modèles les plus proches selon le meilleur ajustement de la SED photométrique via la minimisation du χ^2 .

Bien que cette méthode soit largement utilisée et permette d'accéder à une estimation du redshift pour de très nombreux objets, on peut noter certaines limitations d'une telle approche. En effet, si les modèles ne sont pas représentatifs de l'échantillon de galaxies, alors l'estimation du redshift de certains objets sera biaisée. On peut également noter divers effets tels que :

- La dégénérescence entre redshift et brillance : une galaxie peu brillante à bas redshift peut avoir la même signature qu'une galaxie lointaine et brillante.
- La confusion entre les discontinuités Lyman et Balmer. Les erreurs de redshifts, très importantes, sont alors qualifiées de catastrophiques.

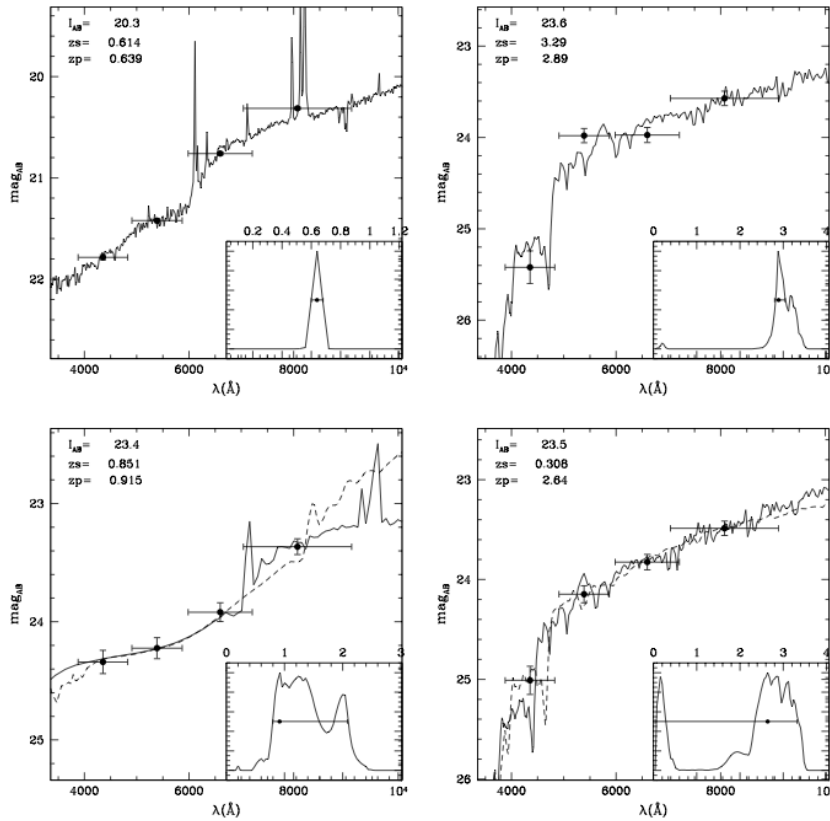


FIGURE 3.1 – Exemple d’ajustement des modèles de galaxies sur les magnitudes apparentes à différentes longueurs d’ondes (bandes spectrales B , V , R et I) venant du relevé $VVDS - F02$ (points noirs). Le spectre en trait continu correspond au meilleur modèle ajusté. Si une seconde solution est probable, le modèle est représenté en tirets. La fonction de distribution en probabilité du redshift (PDFz) est présentée dans un cadre réduit pour chaque galaxie. z_p est le redshift photométrique, z_s est le redshift spectroscopique. Source : [Ilbert \(2004\)](#).

2 Méthodes empiriques : apprentissage automatique

Cette approche utilise la puissance de calcul des ordinateurs modernes pour s’entraîner à reconnaître et à reproduire les relations entre les objets brillants pour lesquels à la fois la spectroscopie et la photométrie sont possibles. On peut alors utiliser ces relations pour des objets moins brillants pour lesquels seule la photométrie est réalisable.

À partir d’un échantillon de galaxies de référence le programme s’entraîne, seul, à retrouver la bonne réponse, Figure 3.2. C’est l’étape d’apprentissage. Lors de cette étape le programme ajuste la valeur de paramètres appelés poids. La pondération des magnitudes par ses paramètres doit lui permettre de retrouver la valeur du redshift. En pratique, il est nécessaire d’utiliser un échantillon de redshifts spectroscopiques que l’on divise en deux. Le premier sert à l’entraînement du programme, le second est utilisé pour vérifier les résultats.

- De façon générale, les méthodes empiriques ont deux principaux désavantages :
- le sous-échantillon doit être représentatif de l’échantillon et donc couvrir la même gamme de couleurs, de redshift, de types que les objets cibles. Ce qui est très difficile à réaliser en pratique.
 - les données doivent avoir été observées avec le même instrument et étalonnées exactement de la même façon. Ce qui rend les poids spécifiques à un jeu de données.

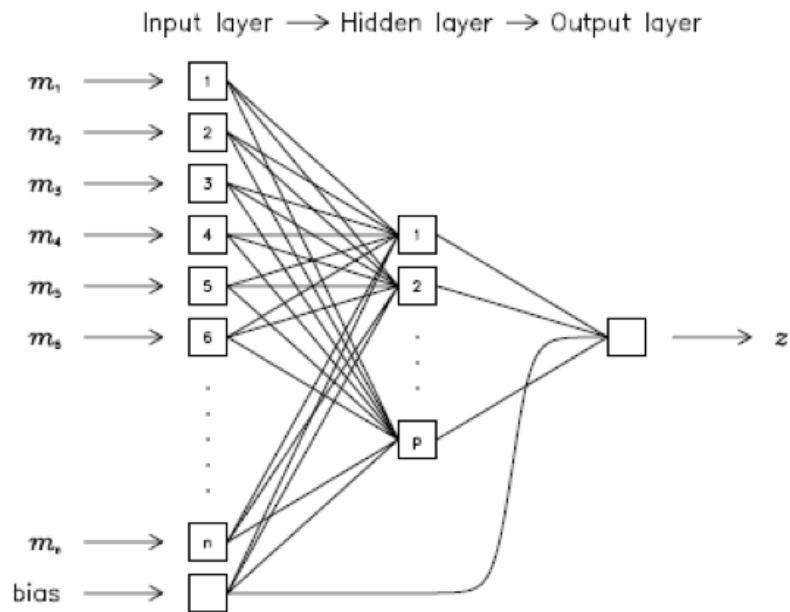


FIGURE 3.2 – Diagramme schématique d'un réseau de neurones avec : en entrée les magnitudes dans différents filtres, une étape cachée interne au programme et une sortie fournissant le redshift. Chaque ligne de connexion porte un poids. Le noeud biais permet de prendre en compte certains décalages systématiques. Source : [Collister et Lahav \(2004\)](#)

3 Diversité des mesures

Bien que ces méthodes - modèles et empiriques - soient basées sur des concepts et des formalismes différents, leur rôle est fondamentalement le même. Il consiste à reproduire la relation existant entre l'espace photométrique - incluant brillances, positions, ellipticité... - et l'espace des redshifts, Figure 3.3. Dans le cas des redshifts photométriques, la reproduction de cette relation se base sur la corrélation entre les magnitudes mesurées et des SED ou des jeux de données servant à l'entraînement du programme.

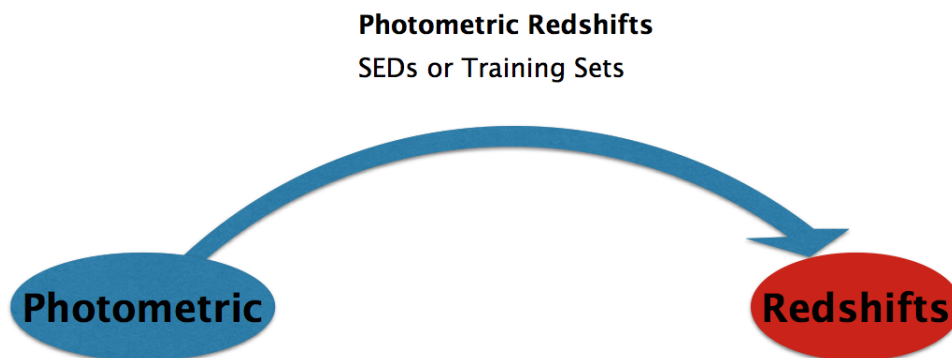


FIGURE 3.3 – Schéma résumant et unifiant les différents types de redshift photométrique. De façon générale, il s'agit d'une méthode permettant de reproduire la relation existante entre l'espace photométrique - brillances, positions, ellipticité... - et l'espace des redshifts.

Cependant, la multitude de codes existants - BPZ (Benítez, 2000), EASY (Brammer et collab., 2008), GALEV (Kotulla et collab., 2009), GOODZ (Dahlen et collab., 2007, 2005), Hyperz (Bolzonella et collab., 2000), Le Phare (Arnouts et collab., 1999; Ilbert et collab., 2006), LRT (Assef et collab., 2008, 2010), ZEBRA (Feldmann et collab., 2006), ANNz (Collister et Lahav, 2004), BDT (Gerdes et collab., 2010) etc... - soulève la question de l'unicité de la réponse.

En effet, selon la méthode utilisée, un même objet peut avoir des redshifts photométriques différents et incompatibles. Ce point est développé dans l'analyse PHATz (Hildebrandt et collab., 2010) qui compare les résultats obtenus par de nombreux codes de redshifts photométriques, Figure 3.4. La dispersion autour de la droite $z_{phot} = z_{spec}$ ainsi que le taux de redshifts catastrophiques pour un même échantillon varient d'un code à l'autre mais sont généralement de l'ordre de $\sigma_{z_{phot}} = 0.03(1+z)$ et $\eta = 10$

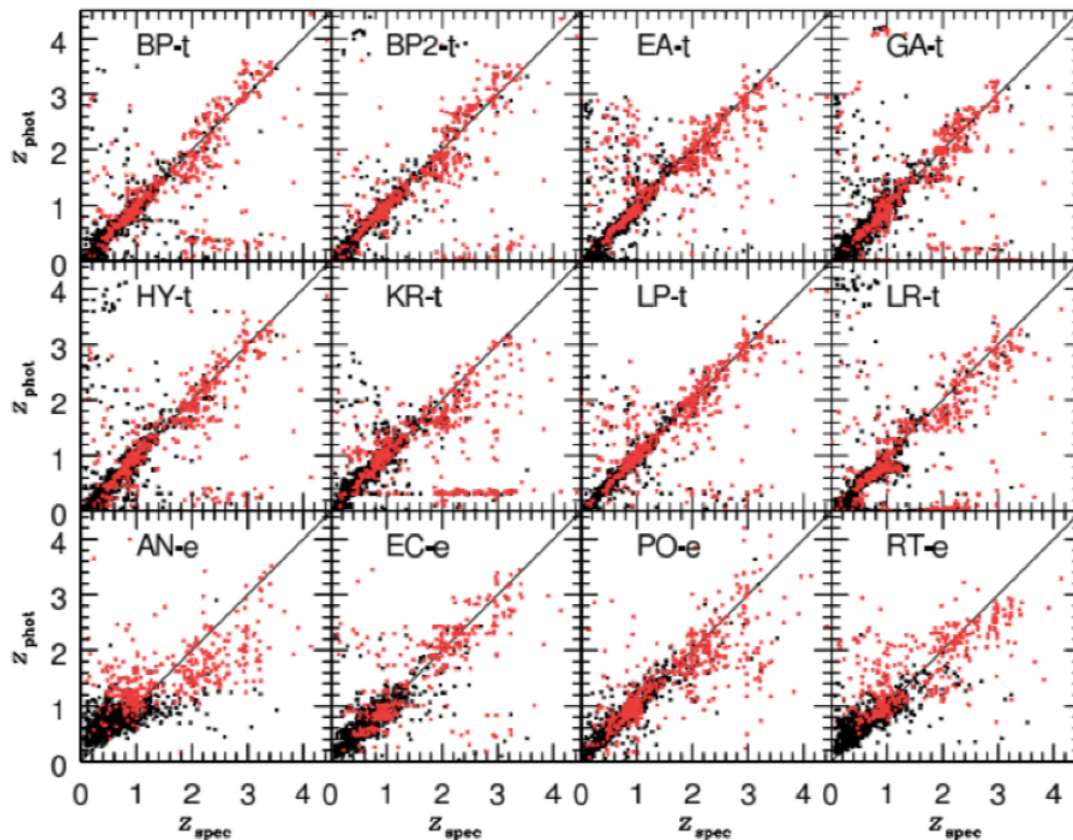


FIGURE 3.4 – Résultat d'une étude comparant différents codes de redshift photométrique réalisée par Hildebrandt et collab. (2010). Le même échantillon de galaxies tests est utilisé lors de l'estimation du redshift pour chacun des codes. La dispersion autour de la droite $z_{phot} = z_{spec}$ ainsi que le taux de redshifts catastrophiques η , pour un même échantillon varient d'un code à l'autre mais sont généralement de l'ordre de $\sigma_{z_{phot}} = 0.03(1+z)$ et $\eta = 10\%$. Les points rouges correspondent aux objets ayant une magnitude en bande $R \geq 24$, les noirs correspondent à $R \leq 24$.

Conclusion et perspectives

Dans ce rapport nous avons présenté les notions et les principales méthodes utilisées aujourd'hui pour obtenir de façon expérimentale une estimation de la distance des galaxies. Ces méthodes ne s'appliquent qu'à des objets extragalactiques se trouvant à des distances supérieures à 500 millions d'années-lumière. La quantité mesurée, le décalage spectral, est reliée au facteur d'échelle et permet donc d'accéder à une information sur la distance nous séparant de ces objets dans le cadre d'un modèle cosmologique donné.

Nous avons vu que la méthode la plus directe et la plus précise consiste à faire la spectroscopie des objets d'intérêt. Malheureusement, réaliser l'acquisition complète du spectre de chacune des centaines de millions de galaxies connues et des milliards à venir est tout simplement impossible. L'étude de la photométrie de ces objets permet de traiter plus rapidement un plus grand nombre d'objets mais cela se fait au détriment de la précision de ces mesures.

Afin de pouvoir exploiter scientifiquement l'ensemble des données qui seront accessibles dans les années à venir, les exigences en terme de rapidité et de précision des mesures sont telles que la communauté scientifique se tourne vers de nouvelles approches pouvant venir compléter les redshifts photométriques. Ces méthodes reposent généralement soit sur de nouveaux outils statistiques de classifications comme les cartes auto organisées - *Self-Organising Map*, SOM - Buchs et collab. (2019); Masters et collab. (2015, 2017) ou encore sur la prise en compte d'information supplémentaire comme la répartition spatiale des galaxies - *redshift clustering* - Ménard et collab. (2013); Scottez (2015); Scottez et collab. (2018, 2016) qui est liée à l'histoire de la formation et à l'évolution des structures dans l'Univers.

Bibliographie

- Arnouts, S., S. Cristiani, L. Moscardini, S. Matarrese, F. Lucchin, A. Fontana et E. Giallongo. 1999, «Measuring and modelling the redshift evolution of clustering : the Hubble Deep Field North», *MNRAS*, vol. 310, doi :10.1046/j.1365-8711.1999.02978.x, p. 540–556.
- Assef, R. J., C. S. Kochanek, M. Brodwin, M. J. I. Brown, N. Caldwell, R. J. Cool, P. Eisenhardt, D. Eisenstein, A. H. Gonzalez, B. T. Jannuzi, C. Jones, E. McKenzie, S. S. Murray et D. Stern. 2008, «Low-Resolution Spectral Templates for Galaxies from 0.2 to 10 μm », *ApJ*, vol. 676, doi :10.1086/527533, p. 286–303.
- Assef, R. J., C. S. Kochanek, M. Brodwin, R. Cool, W. Forman, A. H. Gonzalez, R. C. Hickox, C. Jones, E. Le Floch, J. Moustakas, S. S. Murray et D. Stern. 2010, «Low-Resolution Spectral Templates for Active Galactic Nuclei and Galaxies from 0.03 to 30 μm », *ApJ*, vol. 713, doi :10.1088/0004-637X/713/2/970, p. 970–985.
- Baum, W. A. 1962, «Photoelectric Magnitudes and Red-Shifts», dans *Problems of Extra-Galactic Research, IAU Symposium*, vol. 15, McVittie, G. C., p. 390.
- Benítez, N. 2000, «Bayesian Photometric Redshift Estimation», *ApJ*, vol. 536, doi : 10.1086/308947, p. 571–583.
- Bolzonella, M., J.-M. Miralles et R. Pelló. 2000, «Photometric redshifts based on standard SED fitting procedures», *A&A*, vol. 363, p. 476–492.
- Brammer, G. B., P. G. van Dokkum et P. Coppi. 2008, «EAZY : A Fast, Public Photometric Redshift Code», *ApJ*, vol. 686, doi :10.1086/591786, p. 1503–1513.
- Buchs, R., C. Davis, D. Gruen, J. DeRose, A. Alarcon, G. M. Bernstein, C. Sánchez, J. Myles, A. Roodman, S. Allen, A. Amon, A. Choi, D. C. Masters, R. Miquel, M. A. Troxel, R. H. Wechsler, T. M. C. Abbott, J. Annis, S. Avila, K. Bechtol, S. L. Bridle, D. Brooks, E. Buckley-Geer, D. L. Burke, A. Carnero Rosell, M. Carrasco Kind, J. Carretero, F. J. Castander, R. Cawthon, C. B. D’Andrea, L. N. da Costa, J. De Vicente, S. Desai, H. T. Diehl, P. Doel, A. Drlica-Wagner, T. F. Eifler, A. E. Evrard, B. Flaugher, P. Fosalba, J. Frieman, J. García-Bellido, E. Gaztanaga, R. A. Gruend, J. Gschwend, G. Gutierrez, W. G. Hartley, D. L. Hollowood, K. Honscheid, D. J. James, K. Kuehn, N. Kuropatkin, M. Lima, H. Lin, M. A. G. Maia, M. March, J. L. Marshall, P. Melchior, F. Menanteau, R. L. C. Ogando, A. A. Plazas, E. S. Rykoff, E. Sanchez, V. Scarpine, S. Serrano, I. Sevilla-Noarbe, M. Smith, M. Soares-Santos, F. Sobreira, E. Suchyta, M. E. C. Swanson, G. Tarle, D. Thomas et V. Vikram. 2019, «Phenotypic redshifts with self-organizing maps :

- A novel method to characterize redshift distributions of source galaxies for weak lensing», *arXiv e-prints*, arXiv :1901.05005.
- Collister, A. A. et O. Lahav. 2004, «ANNz : Estimating Photometric Redshifts Using Artificial Neural Networks», *PASP*, vol. 116, doi :10.1086/383254, p. 345–351.
- Dahlen, T., B. Mobasher, M. Dickinson, H. C. Ferguson, M. Giavalisco, C. Kretchmer et S. Ravindranath. 2007, «Evolution of the Luminosity Function, Star Formation Rate, Morphology, and Size of Star-forming Galaxies Selected at Rest-Frame 1500 and 2800 Å», *ApJ*, vol. 654, doi :10.1086/508854, p. 172–185.
- Dahlen, T., B. Mobasher, R. S. Somerville, L. A. Moustakas, M. Dickinson, H. C. Ferguson et M. Giavalisco. 2005, «The Evolution of the Optical and Near-Infrared Galaxy Luminosity Functions and Luminosity Densities to $z \sim 2$ », *ApJ*, vol. 631, doi :10.1086/432027, p. 126–144.
- Feldmann, R., C. M. Carollo, C. Porciani, S. J. Lilly, P. Capak, Y. Taniguchi, O. Le Fèvre, A. Renzini, N. Scoville, M. Ajiki, H. Aussel, T. Contini, H. McCracken, B. Mobasher, T. Murayama, D. Sanders, S. Sasaki, C. Scarlata, M. Scodreggio, Y. Shioya, J. Silverman, M. Takahashi, D. Thompson et G. Zamorani. 2006, «The Zurich Extragalactic Bayesian Redshift Analyzer and its first application : COSMOS», *MNRAS*, vol. 372, doi :10.1111/j.1365-2966.2006.10930.x, p. 565–577.
- Gerdes, D. W., A. J. Sypniewski, T. A. McKay, J. Hao, M. R. Weis, R. H. Wechsler et M. T. Busha. 2010, «ArborZ : Photometric Redshifts Using Boosted Decision Trees», *ApJ*, vol. 715, doi :10.1088/0004-637X/715/2/823, p. 823–832.
- Hildebrandt, H., S. Arnouts, P. Capak, L. A. Moustakas, C. Wolf, F. B. Abdalla, R. J. Assef, M. Banerji, N. Benítez, G. B. Brammer, T. Budavári, S. Carliles, D. Coe, T. Dahlen, R. Feldmann, D. Gerdes, B. Gillis, O. Ilbert, R. Kotulla, O. Lahav, I. H. Li, J.-M. Miralles, N. Purger, S. Schmidt et J. Singal. 2010, «PHAT : PHoto-z Accuracy Testing», *A&A*, vol. 523, doi :10.1051/0004-6361/201014885, A31.
- Ilbert, O. 2004, *Formation et évolution de populations de galaxies à grand décalage spectral*, thèse de doctorat, Université de Provence - Aix-Marseille I, Laboratoire d’Astrophysique de Marseille.
- Ilbert, O., S. Arnouts, H. J. McCracken, M. Bolzonella, E. Bertin, O. Le Fèvre, Y. Mellier, G. Zamorani, R. Pellò, A. Iovino, L. Tresse, V. Le Brun, D. Bottini, B. Garilli, D. Maccagni, J. P. Picat, R. Scaramella, M. Scodreggio, G. Vettolani, A. Zanichelli, C. Adami, S. Bardelli, A. Cappi, S. Charlot, P. Ciliegi, T. Contini, O. Cucciati, S. Foucaud, P. Franzetti, I. Gavignaud, L. Guzzo, B. Marano, C. Marinoni, A. Mazure, B. Meneux, R. Merighi, S. Paltani, A. Pollo, L. Pozzetti, M. Radovich, E. Zucca, M. Bondi, A. Bongiorno, G. Busarello, S. de La Torre, L. Gregorini, F. Lamareille, G. Mathez, P. Merluzzi, V. Ripepi, D. Rizzo et D. Vergani. 2006, «Accurate photometric redshifts for the CFHT legacy survey calibrated using the VIMOS VLT deep survey», *A&A*, vol. 457, doi : 10.1051/0004-6361:20065138, p. 841–856.
- Kotulla, R., U. Fritze, P. Weilbacher et P. Anders. 2009, «GALEV evolutionary synthesis models - I. Code, input physics and web interface», *MNRAS*, vol. 396, doi :10.1111/j.1365-2966.2009.14717.x, p. 462–484.

- Masters, D., P. Capak, D. Stern, O. Ilbert, M. Salvato, S. Schmidt, G. Longo, J. Rhodes, S. Paltani, B. Mobasher, H. Hoekstra, H. Hildebrandt, J. Coupon, C. Steinhardt, J. Speagle, A. Faisst, A. Kalinich, M. Brodwin, M. Brescia et S. Cavuoti. 2015, «Mapping the Galaxy Color-Redshift Relation : Optimal Photometric Redshift Calibration Strategies for Cosmology Surveys», *ApJ*, vol. 813, doi :10.1088/0004-637X/813/1/53, 53.
- Masters, D. C., D. K. Stern, J. G. Cohen, P. L. Capak, J. D. Rhodes, F. J. Castander et S. Paltani. 2017, «The Complete Calibration of the Color-Redshift Relation (C3R2) Survey : Survey Overview and Data Release 1», *ApJ*, vol. 841, doi :10.3847/1538-4357/aa6f08, 111.
- Ménard, B., R. Scranton, S. Schmidt, C. Morrison, D. Jeong, T. Budavari et M. Rahman. 2013, «Clustering-based redshift estimation : method and application to data», *ArXiv e-prints*.
- Pound, R. V. et G. A. Rebka. 1959, «Gravitational red-shift in nuclear resonance», *Phys. Rev. Lett.*, vol. 3, doi :10.1103/PhysRevLett.3.439, p. 439–441. URL <http://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRevLett.3.439>.
- Scottez, V. 2015, *Clustering redshifts : a new window through the Universe*, Theses, Université Pierre et Marie Curie - Paris VI. URL <https://tel.archives-ouvertes.fr/tel-01227831>.
- Scottez, V., A. Benoit-Lévy, J. Coupon, O. Ilbert et Y. Mellier. 2018, «Testing the accuracy of clustering redshifts with simulations», *MNRAS*, vol. 474, doi : 10.1093/mnras/stx3056, p. 3921–3930.
- Scottez, V., Y. Mellier, B. R. Granett, T. Moutard, M. Kilbinger, M. Scodreggio, B. Garilli, M. Bolzonella, S. de la Torre, L. Guzzo, U. Abbas, C. Adami, S. Arnouts, D. Bottini, E. Branchini et A. Cappi. 2016, «Clustering-based redshift estimation : application to VIPERS/CFHTLS», *MNRAS*, vol. 462, doi : 10.1093/mnras/stw1500, p. 1683–1696.
- Wojtak, R., T. M. Davis et J. Wiis. 2015, «Local gravitational redshifts can bias cosmological measurements», *J. Cosmology Astropart. Phys.*, vol. 7, doi :10.1088/1475-7516/2015/07/025, 025.