

# Signatures observationnelles de l'amas de galaxies Abell 2219

Cammareri Marielle, Maugé Geoffrey , Ricci Marina

## ABSTRACT

## Contents

<b>1 Introduction</b>	<b>2</b>
<b>2 Acquisition et préparation des données multilongueurs d'onde d'Abell 2219I</b>	<b>2</b>
2.1 Acquisition à partir d'une base de données . . . . .	2
2.1.1 Les bases de données astronomiques . . . . .	2
2.1.2 Utilisation de la base de données du SDSS . . . . .	2
2.1.3 Utilisation des bases de données pour les rayonnements X et radio . . . . .	3
2.2 Cartes de densité optique . . . . .	3
2.2.1 Propriétés optiques des galaxies dans le champ d'Abell 2219 . . . . .	3
2.2.2 Distribution des redshift . . . . .	5
2.2.3 Filtrage en couleurs . . . . .	6
2.2.4 Passage de la distribution discrète à une distribution continue . . . . .	7
2.3 Présentation des cartes des rayonnements radio et X . . . . .	8
2.3.1 Cartes du rayonnement radio . . . . .	8
2.3.2 Carte du rayonnement X . . . . .	8
<b>3 Analyse des émissions en optique, radio et X</b>	<b>9</b>
3.1 Phénomènes physiques à l'origine des émissions en X et radio . . . . .	9
3.1.1 Equation de Larmor . . . . .	9
3.1.2 Rayonnement de freinage . . . . .	10
3.1.3 Rayonnement synchrotron . . . . .	11
3.2 Comparaison des cartes en optique , X et radio . . . . .	12
3.2.1 Superposition des cartes . . . . .	12
3.2.2 Interprétation des cartes . . . . .	13
<b>4 Conclusions</b>	<b>13</b>
<b>A Glossaire</b>	<b>14</b>

## 1. Introduction

Dans les années 1930, les astronomes, notamment Hubble et Zwicky, commencent à cataloguer les galaxies et s'aperçoivent qu'elles ne sont pas uniformément réparties dans l'espace mais se concentrent dans des structures d'ordres de grandeur différents. Les plus grandes structures gravitationnellement liées sont les amas de galaxies. Ceux-ci sont composés d'une centaine de galaxies environ, dans un rayon de 1 à 10 *Mpc*, pour une masse typique comprise entre  $10^{14}$  et  $10^{15}$  masses solaires. Cependant, les galaxies ne sont pas la principale composante des amas. En effet, dans les années 1980, grâce aux avancées de l'astronomie X, les chercheurs s'aperçoivent que les amas sont des sources X étendues, ce qu'ils ont interprété par la présence de gaz chaud dans le milieu intra-amas. Des études de la dynamique des galaxies et du gaz montrent que ces composantes ne peuvent expliquer que 20% de la masse totale des amas, si ceux-ci sont à l'équilibre. Aujourd'hui on explique les 80% restant par la présence de matière non baryonique, la matière noire (matière qui n'émet aucun rayonnement et dont on détecte seulement les effets gravitationnels). Finalement les galaxies ne représentent que 3 % de la masse des amas, alors que la matière noire et le milieu intra-amas représentent respectivement 80% et 16%.

Les amas se sont formés de façon hiérarchique au cours du temps cosmique, c'est à dire à partir de structures plus petites. Ils sont toujours en évolution, en effet, nous savons aujourd'hui qu'ils se forment par accrétion continue de matière et plus rarement par coalescence, c'est à dire par fusion entre sous-structures. Tous les amas ne sont donc pas dans un état dynamique stable.

Pour pouvoir caractériser les différentes composantes d'un amas et son état dynamique, il est essentiel d'avoir recours à des observations à différentes longueurs d'onde, qui vont produire différentes signatures observationnelles.

Dans le cadre de ce projet, nous nous intéresserons à l'amas Abell 2219. Il a été choisi car sa faible distance facilite les mesures et car il a été observé pour différentes longueurs d'onde. Notre but sera d'analyser les signatures observationnelles de cet amas en optique, radio et X et de les comparer afin d'en déduire son état dynamique. Nous présenterons dans un premier temps les outils utilisés dans notre étude, puis la construction des cartes de rayonnements optique, radio et X. Ensuite, nous décrirons les différents processus d'émissions, ce qui nous permettra d'interpréter l'analyse multi-longueurs d'onde d'Abell 2219.

## 2. Acquisition et préparation des données multilongueurs d'onde d'Abell 2219

### 2.1. Acquisition à partir d'une base de données

#### 2.1.1. Les bases de données astronomiques

Les centres de données astronomiques collectent, répertorient et mettent à disposition des données (images, catalogues, spectres... etc.) provenant de différents observatoires. Ces informations sont déduites d'observations réalisées par des télescopes situés en plusieurs points du globe. Les centres traitent ces données « brutes », tout d'abord en leur appliquant un protocole de « réduction » qui consiste entre autre à éliminer les signatures instrumentales (par exemple les zones vides entre les chips des caméras) ou encore à éliminer l'influence de phénomènes extérieurs, comme les rayons cosmiques. Les données sont ensuite calibrées afin de retirer l'influence de paramètres naturels, ce qui permet par exemple de corriger l'absorption atmosphérique.

Ces manipulations successives sont destinées à rendre les images et les catalogues exploitables scientifiquement. Les données finales sont décrites suivant des standards définis par la communauté astronomique visant à faciliter les échanges d'informations. Elles sont ensuite intégrées dans les bases de données accessibles par le web, et utilisables par les chercheurs dans le cadre de leur projet.

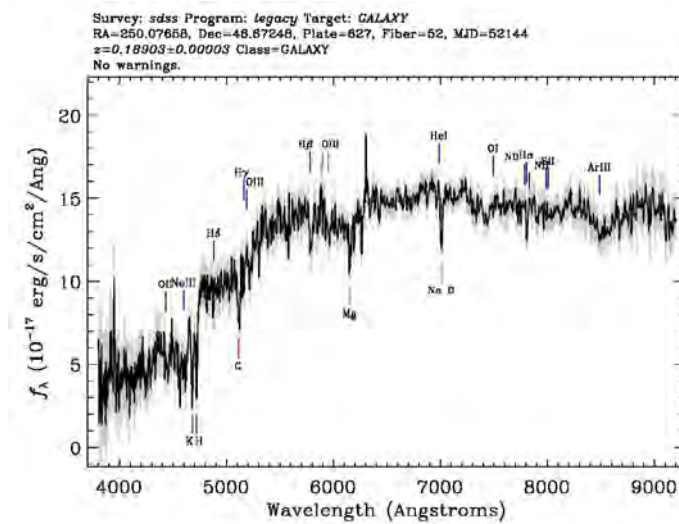
#### 2.1.2. Utilisation de la base de données du SDSS

Le SDSS (Sloan Digital Sky Survey) est un programme de relevés d'objets célestes en relation avec l'observatoire Apache Point localisé au Nouveau Mexique. Cet observatoire possède un télescope de 2,5 m de diamètre qui observe des images selon cinq filtres *u*, *g*, *r*, *i* et *z* correspondant à des magnitudes dans différentes bandes spectrales optiques. Le but de ce programme est donc de cartographier environ un quart du ciel (soit près de 100 millions d'objets), d'enregistrer et d'analyser des données optiques et spectroscopiques qui sont ensuite consignées dans des catalogues. Les parties du ciel observées et les objets qu'elles contiennent sont définies par leurs coordonnées Ra-Dec (ascension droite et déclinaison), qui sont à la sphère céleste ce que longitude et latitude sont à la sphère terrestre. On notera que toutes les cartes présentées montrent une orientation nord-sud.

Nous avons récupéré, via une interface graphique (il est aussi possible de naviguer dans la base de données avec des lignes de commandes), deux types de données : spectroscopiques et photométriques. En imagerie, nous avons récupéré des images des champs (figure 1) ainsi qu'un catalogue photométrique contenant les données Ra, Dec, les magnitudes apparentes dans différentes bandes spectrales -*u* (2980 à 4130 Å), *g* (3630 à 5830Å), *r* (5380 à 7230 Å), *i* (6430 à 8630 Å) et *z* (7730 à 11230Å)- et le type d'objet. En spectroscopie, nous avons récupéré les spectres de certaines galaxies (figure 2), ainsi qu'un catalogue spectroscopique qui contient les données Ra-Dec et le redshift *z* aussi appelé décalage vers le rouge (par la suite on utilisera la dénomination redshift). Notons que le catalogue spectroscopique contient beaucoup moins d'objets que le catalogue photométrique car, par choix, les mesures spectroscopiques n'ont été effectuées que pour les galaxies les plus brillantes.



**Fig. 1.** Image en fausses couleurs du champ d'Abell 2219, réalisée dans les bandes optiques u, g, r, i et z. On remarque une grande concentration de galaxies de même couleur dominée par une galaxie beaucoup plus brillante. Cette structure semble allongée sur l'axe nord/sud



**Fig. 2.** Exemple de spectre d'une galaxie d'Abell 2219. On peut repérer un saut caractéristique à  $4700\text{\AA}$ , dans la bande spectrale g, qui s'observe à  $4000\text{\AA}$  dans une galaxie au repos, le décalage est dû au redshift de l'amas.

### 2.1.3. Utilisation des bases de données pour les rayonnements X et radio

Pour la carte du rayonnement X, nous avons utilisé la base de données du satellite ROSAT, alors que pour le rayonnement radio nous avons utilisé deux bases de données du VLA (radio télescope américain) : NVSS et FIRST.

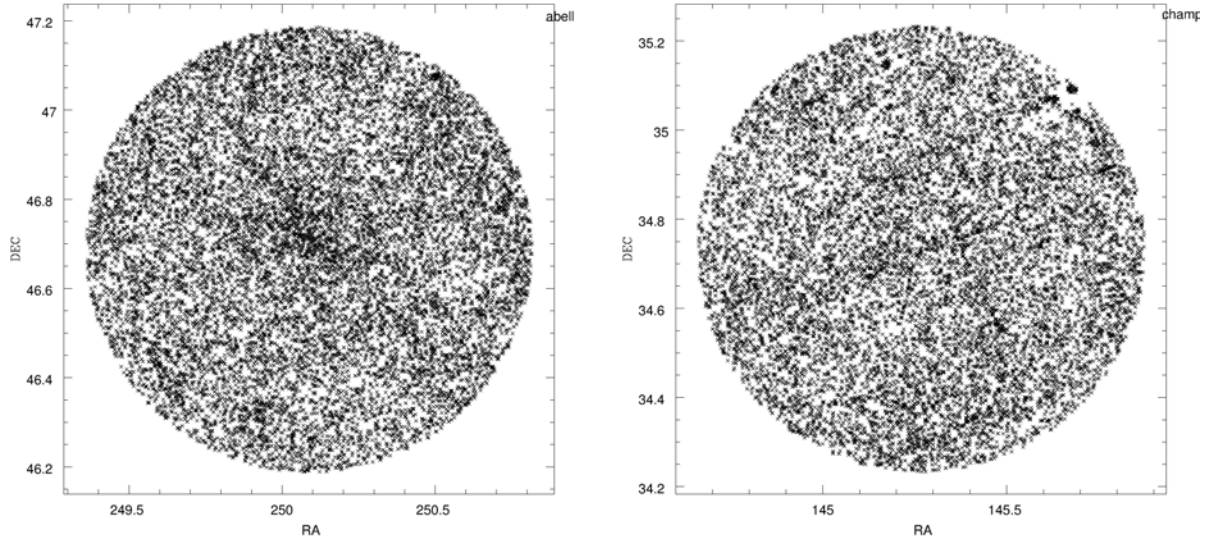
Les données de NVSS ont pour caractéristiques une très bonne sensibilité mais une mauvaise résolution angulaire (c'est à dire une incapacité à distinguer deux objets proches). Pour FIRST, au contraire, les données ont une basse sensibilité mais une bonne résolution.

## 2.2. Cartes de densité optique

### 2.2.1. Propriétés optiques des galaxies dans le champ d'Abell 2219

Après avoir récupéré le catalogue photométrique du champ d'Abell 2219, nous avons représenté la distribution spatiale des galaxies de ce champ: figure 3 à gauche. Pour cela, on sélectionne le type des objets de type "galaxies" et leur positions Ra-Dec, puis on trace la distribution. Pour pouvoir interpréter et comparer cette dernière, nous traçons une distribution de référence à partir d'un champ vide, sélectionné de manière aléatoire et ne contenant aucun amas connu (figure 3 à droite).

Nous pouvons alors constater, sur la droite de la figure 3, une région de surdensité de galaxies, ce qui correspond au centre de l'amas Abell 2219, alors qu'il n'y en a pas dans le cas du champ vide.



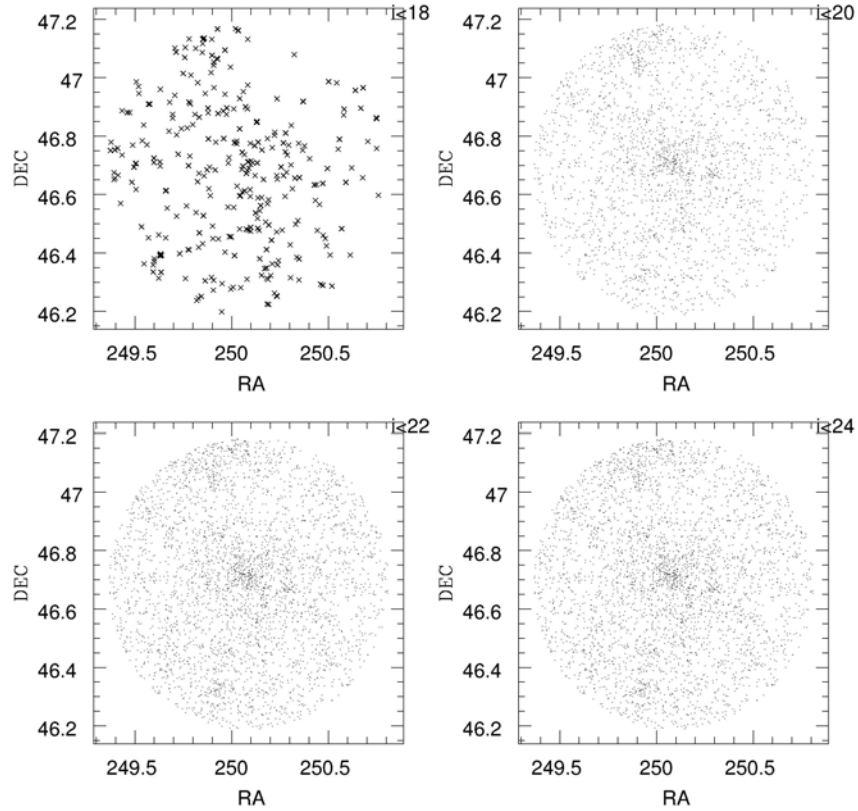
**Fig. 3.** Représentations bidimensionnelles des galaxies du champ d'Abell 2219 à gauche et du champ vide à droite. On peut voir une région de surdensité en galaxies pour sur le champ d'Abell alors qu'on ne voit aucune structure typique pour le champ vide

Il reste tout de même probable qu'une grande partie des galaxies de faibles luminosités se trouvent en arrière-plan de l'amas. Nous traçons donc plusieurs distributions avec différentes coupures en magnitude, dans le but de faire varier la proportion de galaxies de l'amas par rapport à celles d'arrière-plan, c'est à dire obtenir un meilleur contraste de densité. Les distributions sont présentées dans la figure 4. Les grandes magnitudes apparentes correspondant aux faibles intensités lumineuses, les graphes  $i < 18, i < 20, i < 22$  et  $i < 24$  sont classés par luminosités décroissantes. La relation entre la magnitude apparente et la luminosité est donnée par :

$$m = -2.5 \log_{10}(F) + C \quad (1)$$

avec  $C$  constante,  $F \propto L/d^2$  flux reçu sur terre,  $L$  luminosité intrinsèque de l'objet et  $d$  distance en *parsec*.

On constate ainsi (graphe  $i < 18$ ), que les galaxies les plus brillantes semblent réparties aléatoirement, elles sont sûrement plus proches que les autres et ne font pas partie de l'amas. Le meilleur contraste de densité est obtenu pour  $i < 20$ , ce qui nous donne une idée du domaine de magnitude couvert par les galaxies de l'amas et donc des informations sur sa distance. Pour les magnitudes  $i > 20$ , on constate l'apparition de beaucoup de points en périphérie de la surdensité centrale. Les galaxies de plus faibles luminosités semblent donc se trouver en arrière-plan de l'amas. Il est cependant possible de filtrer ces données de différentes façons, afin de sélectionner les galaxies de l'amas avec une plus grande probabilité.



**Fig. 4.** Représentation bidimensionnelle du champ d'Abell 2219, pour différentes coupures en magnitude ( $i < 18$ ,  $i < 20$ ,  $i < 22$  et  $i < 24$ )

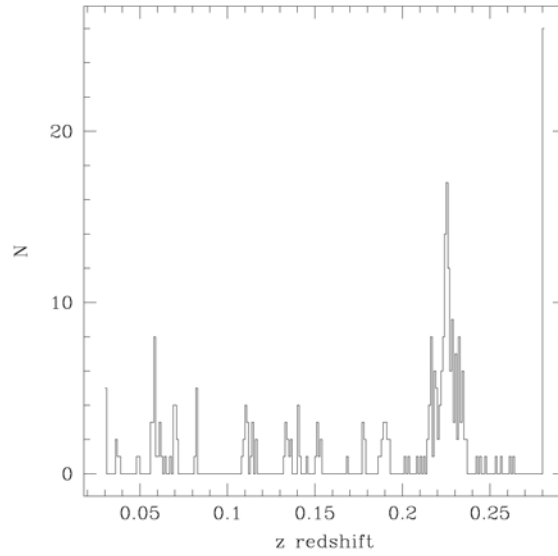
### 2.2.2. Distribution des redshift

La méthode la plus précise pour sélectionner les galaxies d'amas est l'utilisation des redshift, que l'on détaillera par la suite. En général la vitesse radiale d'une galaxie peut s'écrire  $V_r = V_p + HD$  où  $V_p$  est la vitesse propre et  $HD$  la vitesse liée à l'expansion de l'univers, avec  $H$  la constante de Hubble et  $D$  la distance de la galaxie.

La vitesse d'éloignement peut aussi être calculée à partir du redshift :  $V_r = cz$ , où  $z$  est le redshift et  $c$  la vitesse de la lumière.

Le plus souvent cette vitesse est positive, en particulier quand  $D$  est grand, et on a un décalage vers le rouge. Si des galaxies appartiennent à un amas, elles sont toutes à la même distance, donc  $HD$  est constant, mais les vitesses propres  $V_p$  peuvent varier. Plus l'amas est massif, plus la dispersion des vitesses propres sera importante. On peut donc dire que les galaxies d'un champ ayant le même redshift se trouvent à la même distance, et appartiennent donc à un même amas.

Nous avons tracé l'histogramme du nombre de galaxies en fonction du redshift, présenté à la figure 5. On peut voir que le pic est à  $z = 0.225$  ce qui est dû à l'expansion et a une certaine largeur à mi-hauteur  $\Delta z = 0.02$ , qui est dû à la dispersion des vitesses propres des galaxies de l'amas. Les galaxies comprises dans l'intervalle  $0.215 < z < 0.235$  ont donc une grande probabilité d'appartenir à l'amas Abell 2219. Cependant, cette méthode, bien que précise, est limitée par le grand nombre d'objets pour lesquels le redshift n'a pas été mesuré en raison de la trop forte densité en galaxies du centre de l'amas. Par ailleurs, la spectroscopie ne



**Fig. 5.** Histogramme du nombre de galaxies par intervalle de redshift dans le champ d'Abell 2219, on remarque un pic à  $z = 0.225$  où sont localisées les galaxies de l'amas.

concerne que les galaxies les plus brillantes et ne couvre donc pas toutes les galaxies de l'amas. Il faut donc trouver une méthode de filtrage qui inclue les galaxies de l'amas de plus faibles luminosité.

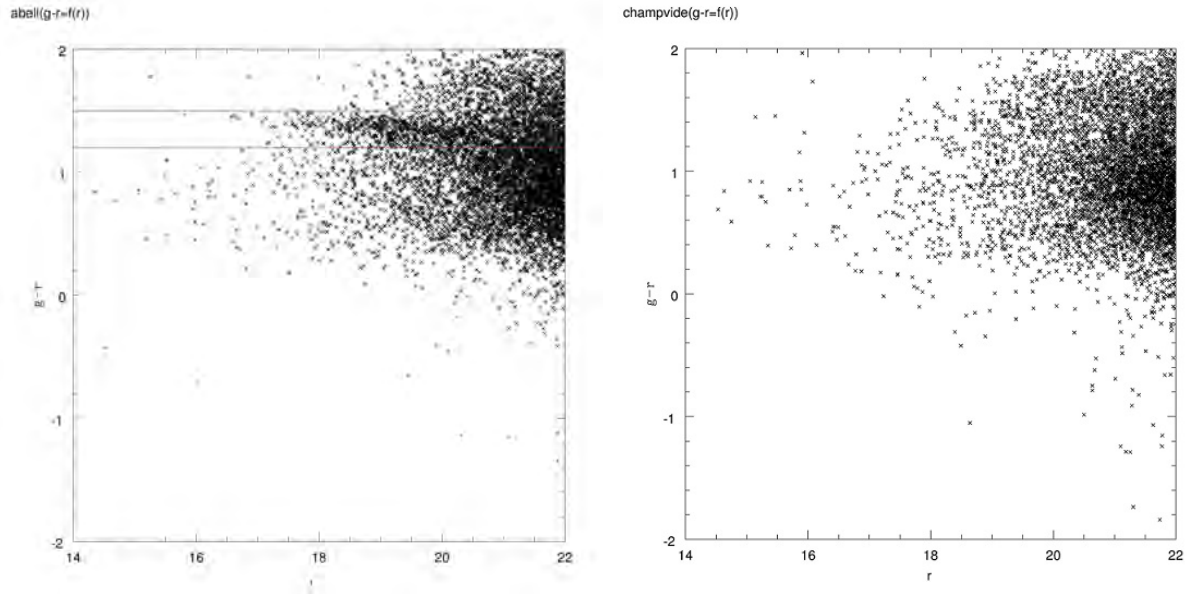
### 2.2.3. Filtrage en couleurs

Nous décrivons dans cette section une méthode d'identification par la couleur.

En astronomie on définit la couleur par une différence entre deux filtres de magnitudes, les couleurs sont donc relatives : par exemple on ne dira pas qu'un objet est rouge, mais qu'il est plus rouge qu'un autre. Pour tracer un diagramme couleur/magnitude on représente donc une différence de filtre en fonction d'un filtre de référence. Ici nous avons choisi les filtres après avoir étudié le spectre (figure 2) de certaines galaxies de l'amas, de façon à avoir la meilleure représentation possible. On représente donc  $G-R$  en fonction de  $R$  pour l'amas Abell 2219 et pour un champ vide, comme on peut le voir sur la figure 6. Plus la différence  $G-R$  est grande plus les galaxies sont rouges, plus elle est petite, plus les galaxies sont bleues.

En comparant les diagrammes de la figure 6, on voit clairement apparaître une structure pour le champ d'Abell 2219, absente dans le cas du champ vide, elle semble donc caractéristique des amas. C'est la "séquence rouge", autour de laquelle les galaxies sont distribuées. Ceci vient du fait que toutes les galaxies du centre de l'amas ont quasiment la même couleur, car elles sont de même type (elliptique). Les galaxies proches de cette droite ont donc une grande probabilité d'appartenir à l'amas, tandis que celles qui sont très éloignées n'en font clairement pas partie. Pour faire un lien avec la section 2.2.2 les galaxies se trouvant sur la "séquence rouge" ont un redshift compris dans notre intervalle  $0.215 < z < 0.235$ . Les galaxies situées au-dessus de la droite sont plus rouges car elles ont un redshift plus grand, et se trouvent donc à plus grande distance : elles n'appartiennent clairement pas à l'amas. Les galaxies situées au-dessous de la droite, plus bleues, peuvent être plus proches ou de type différent de celles de la "séquence rouge". On choisira un intervalle « de confiance » où la probabilité d'appartenance à l'amas est grande, dans notre cas  $1.2 < G - R < 1.5$  (délimité par les deux droites sur la figure 6).

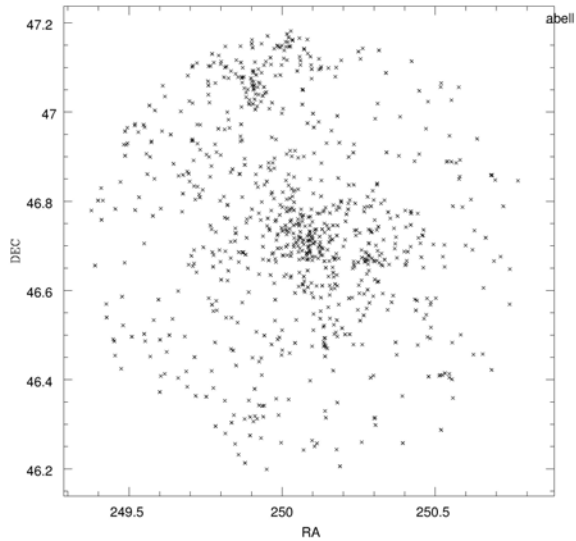
Par cette méthode on ne sélectionne pas toutes les galaxies de l'amas, mais essentiellement les galaxies rouges des régions sur denses, qui nous permettent de tracer une bonne distribution spatiale correspondant à la morphologie d'Abell 2219 à grande échelle, visible dans la figure 7.



**Fig. 6.** Diagramme couleur/magnitude pour les galaxies du champ d'Abell 2219 à droite et du champ vide à gauche. Le rectangle correspond à la séquence rouge.

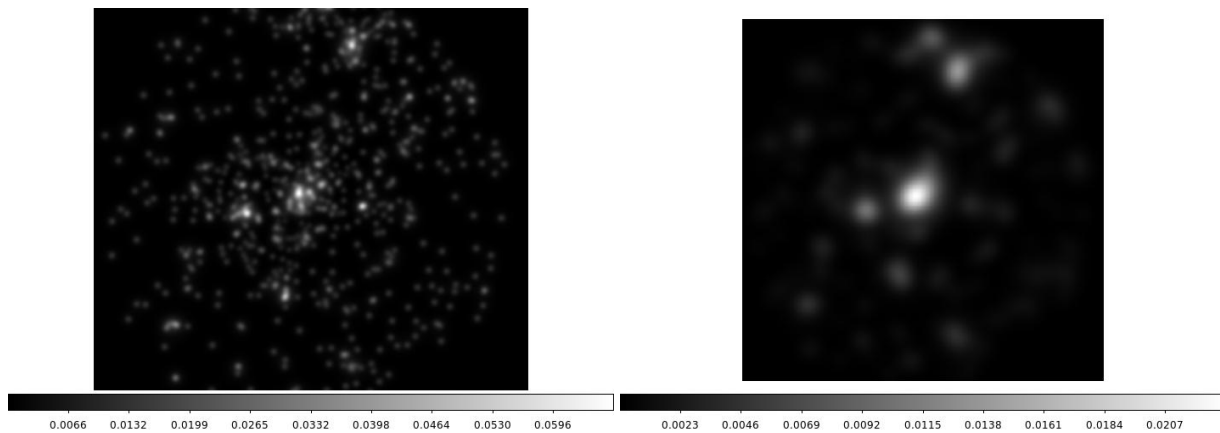
#### 2.2.4. Passage de la distribution discrète à une distribution continue

Après avoir défini les galaxies de l'amas, nous avons tracé leur distribution spatiale. Comme on peut le voir dans la figure 7 on obtient une image beaucoup mieux filtrée où le centre de l'amas apparaît plus clairement.



**Fig. 7.** Représentation bidimensionnelle des galaxies d'Abell 2219 après filtrage en couleurs  $1.2 < G - R < 1.5$ .

Pour pouvoir comparer cette carte avec celles des rayonnements X et radio il faut passer d'une distribution discrète à une distribution continue. Nous avons donc construit des cartes de densité optique. Les points de coordonnées Ra-Dec sont remplacés par des pixels d'intensités différentes. Ces cartes sont construites par une méthode "ondelettes" : il s'agit d'une convolution entre la distribution discrète et une base de fonctions de type ondelette, dans notre cas on utilise des fonctions "B-spline". On obtient des cartes où les zones de même coloration représentent des zones de même densité en galaxies. En jouant sur la taille des ondelettes, on peut mettre en évidence des structures de tailles différentes.

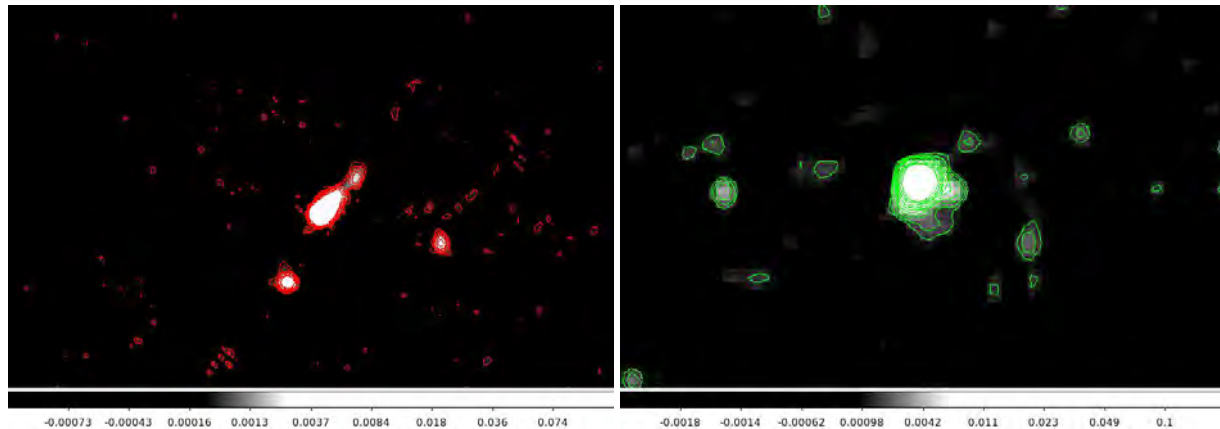


**Fig. 8.** Cartes de densité optique représentant les petites structures à droite et les structures à plus grande échelle à gauche.

Dans la figure 8, à gauche, on peut distinguer individuellement les galaxies, tandis qu'on identifie mieux les structures étendues sur la carte de droite.

### 2.3. Présentation des cartes des rayonnements radio et X

#### 2.3.1. Cartes du rayonnement radio



**Fig. 9.** A gauche, carte radio à haute résolution : on voit deux structures distinctes au centre de l'amas. A droite, carte radio à basse résolution : on voit un allongement dans l'axe nord/sud

Les relevés radio sont réalisés par des télescopes, ou plus précisément par des interféromètres composés d'antennes. Celles-ci, disposées sur des rails, sont mobiles et permettent donc d'obtenir des images radio avec différents degrés de résolution. Les images de la figure 9 sont deux observations radio d'Abell 2219, respectivement à haute et basse résolution. On peut voir sur la droite une source principale, tandis qu'on en distingue deux sur la gauche, une de taille moyenne et une plus petite.

#### 2.3.2. Carte du rayonnement X

Les relevés radio sont réalisés par des satellites. En effet, les longueurs d'onde des rayons X (de 0.01nm à 10nm), sont absorbées par la couche d'ozone, on ne peut donc pas les observer avec un télescope situé sur Terre. L'image de la figure 10 est une observation en rayons X d'Abell 2219. Chaque pixel blanc correspond au rayonnement électromagnétique d'une galaxie, c'est-à-dire un photon reçu par le télescope. On peut voir au centre de la figure 10 un regroupement de pixels blancs, caractéristique de la présence de l'amas.



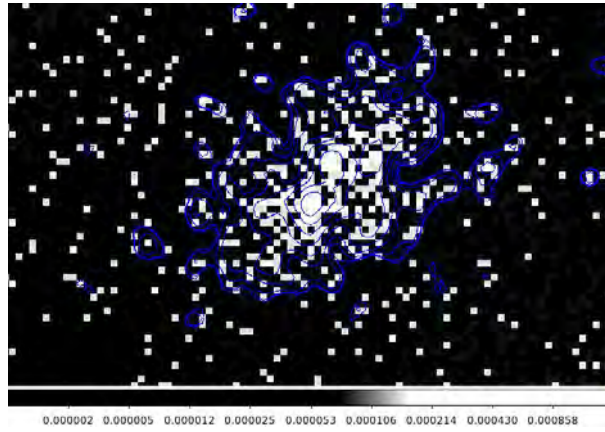


Fig. 10. Carte du rayonnement X, on constate un allongement dans la direction nord-est/sud-ouest

### 3. Analyse des émissions en optique, radio et X

#### 3.1. Phénomènes physiques à l'origine des émissions en X et radio

##### 3.1.1. Equation de Larmor

Un des plus grands principes de l'électromagnétisme est que toute charge accélérée émet un rayonnement. L'équation de Larmor permet de quantifier la puissance de ce rayonnement, c'est l'équation de base à partir de laquelle on dérive les équations propres aux rayonnements X et radio, détectés dans les amas de galaxies et dus aux rayonnements de freinage et synchrotron. On présentera ici une démonstration classique de JJ Thomson reprise par Malcom Longair, très simplifiée mais qui aboutit au même résultat que la méthode utilisant les équations de Maxwell.

On considère ici une charge stationnaire qui subit un pulse d'accélération, le résultat final étant valable pour une accélération continue. Prenons donc une charge stationnaire, dont les lignes de champ électrique sont radiales. La particule est ensuite accélérée pendant un pulse de durée  $\Delta t$  et nous l'observons à un temps  $t$ . Comme on peut le voir dans la figure 11 " l'information" de l'accélération ne s'est alors pas propagée sur toute la longueur des lignes de champs. Dans une sphère de rayon  $ct$  le champ aura été modifié et correspondra à la nouvelle position, au-delà l'information ne s'étant pas propagée, les lignes resteront les mêmes que précédemment. Le champ électrique devant être continu, il existera une fine région entre les deux qui correspondra à "l'information" du "pulse", et qui aura donc une largeur  $c\Delta t$ . A l'intérieur de celle-ci, le champ aura non seulement une composante radiale  $E_r$ , mais aussi une composante transversale  $E_\theta$ . Cette composante passera donc de 0 à une certaine valeur  $E_\theta$  lors de l'accélération, puis reviendra à une valeur nulle.

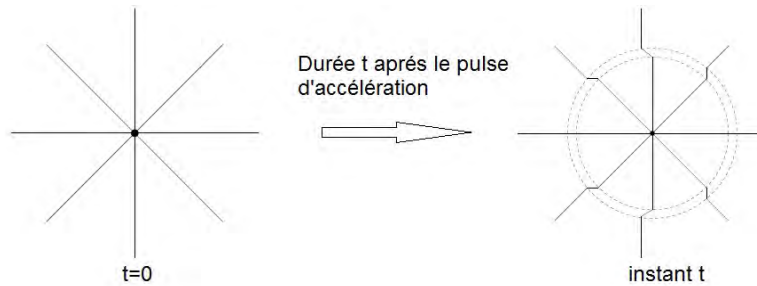


Fig. 11. Schéma explicatif de la modification des lignes de champ électrique d'une charge accélérée pendant une durée  $\Delta t$

Si l'on schématise une ligne de champ comme dans la figure 12, on peut voir, à partir de considérations géométriques, que

$$\frac{E_\theta}{E_r} = \frac{\Delta v t \sin \theta}{c \Delta t} \quad (2)$$

la composante  $E_r$  étant donnée par la loi de Coulomb:

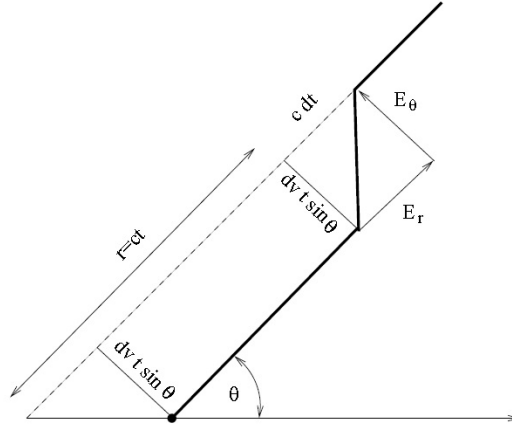
$$E_r = \frac{q}{4\pi\epsilon r^2} \quad (3)$$

où l'on considère que  $r = ct$ . On obtient donc :

$$E_\theta = \frac{E_r \Delta v t \sin \theta}{\Delta t c} = \frac{q t \sin \theta}{4\pi\epsilon r c t} \frac{\Delta v}{\Delta t} \quad (4)$$

comme  $\Delta t$  tend vers 0, on peut identifier  $\Delta v / \Delta t$  à  $\dot{v}$ . On obtient :

$$E_\theta = q \dot{v} \sin \theta / 4\pi\epsilon c^2 \quad (5)$$



**Fig. 12.** Schéma d'une ligne de champ électrique d'une particule accélérée pendant une durée  $\Delta t$  : on voit l'apparition d'une composante non radiale  $E_\theta$

L'apparition d'une composante suivant  $\theta$  traduit la variation de champ électrique induisant un champ magnétique et donc un rayonnement électromagnétique. On trouve le flux d'énergie rayonnée par unité de surface,  $\Pi$ , grâce à la loi de Poynting.

$$\Pi = \epsilon c E^2, \quad (6)$$

où  $E = E_\theta$ . On a donc :

$$\Pi = q^2 \dot{v}^2 \sin^2 \theta / 16\pi^2 \epsilon r^2 c^3 \quad (7)$$

L'énergie dissipée par rayonnement se fait dans une direction donnée et est symétrique : elle a la forme d'un tore centrée sur la particule. Il faut donc intégrer le flux sur la surface d'une sphère pour trouver la puissance totale du rayonnement.

$$P = \frac{dE}{dt} = \int \Pi dS = \frac{8\pi}{3} \frac{q^2 \dot{v}^2}{16\pi^2 c^3 \epsilon} \quad (8)$$

On obtient donc finalement la formule de Larmor décrivant l'énergie dissipée par une charge accélérée.

$$P = \frac{dE}{dt} = \frac{q^2 \dot{v}^2}{6\pi c^3 \epsilon} \quad (9)$$

Comme nous l'avons donc vu, l'accélération des charges produit un rayonnement dont la puissance est donnée par la formule de Larmor. En l'utilisant, nous pouvons dériver les équations de la puissance lumineuse émise par les objets astrophysiques, suivant différents types d'émissions. En particulier, dans les amas de galaxies, nous observons deux rayonnements principaux : le rayonnement de freinage et le rayonnement synchrotron. Par ailleurs, on peut noter que l'émission en bande visible est due aux étoiles présentes dans les galaxies, et correspond au rayonnement de type corps noir ce qui n'a rien à voir avec des particules accélérées.

### 3.1.2. Rayonnement de freinage

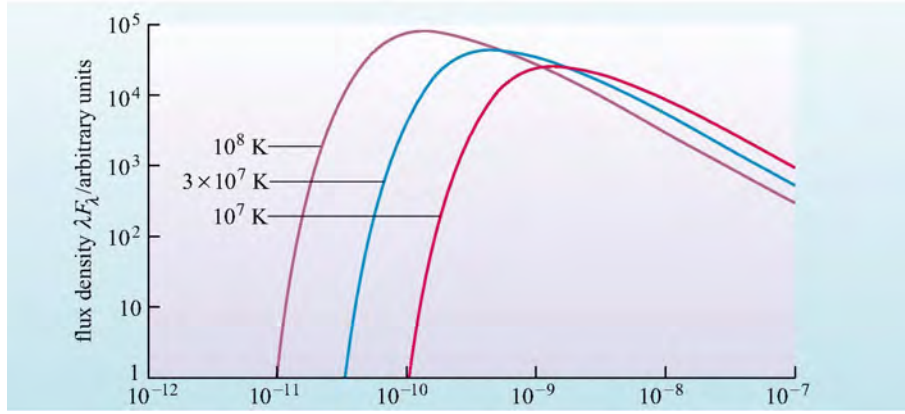
Le rayonnement de freinage, aussi appelé Bremsstrahlung, est à l'origine des émissions en rayons X que l'on observe dans les amas. Il se produit dans les plasmas peu denses, à haute température, lorsque les électrons libres sont ralentis par les ions présents. L'émissivité du rayonnement dépend de la température et de la densité du gaz, de la façon suivante :

$$J(n, T) \propto n^2 T^{-1/2} \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right) \quad (10)$$

où  $n$  représente la densité électronique du gaz et  $T$  sa température.

Dans le cas des objets astrophysiques, c'est la forme du spectre -c'est à dire l'intensité lumineuse en fonction de la fréquence- qui permet d'identifier le mécanisme d'émission. Dans le cas du rayonnement de freinage, figure 13, c'est un spectre continu. On peut voir que plus la température du gaz augmente, plus le pic d'émission est atteint pour une petite longueur d'onde. L'énergie maximale des photons émis est l'énergie cinétique initiale  $E_0$  des électrons. En comparant les spectres des objets émettant en X avec l'équation 12, on peut donc retrouver la température et la densité du gaz, en fonction de la fréquence.

La source de rayonnement X par le procédé de Bremsstrahlung est le gaz chaud ionisé (plasma). Cependant on peut distinguer des sources ponctuelles et des sources étendues. Les sources ponctuelles sont principalement des galaxies. En effet dans les régions de formation d'étoiles ou autour des trous noirs le gaz est assez chaud pour émettre en X. Les sources étendues sont caractéristiques des amas de galaxies dans lesquelles c'est le gaz chaud du milieu intra amas qui est responsable de l'émission.



**Fig. 13.** Spectre d'émission du rayonnement de freinage pour différentes températures

### 3.1.3. Rayonnement synchrotron

Le rayonnement synchrotron est à l'origine du rayonnement dans les longueurs d'onde radio. Il est induit par la présence d'électrons relativistes dans un champ magnétique. En effet, les particules chargées sont accélérées car elles sont capturées par les lignes de champ magnétique autour desquelles elles suivent une trajectoire hélicoïdale. Puisqu'on a des particules accélérées, l'équation de l'émissivité du rayonnement synchrotron se dérive aussi de l'équation de Larmor. Dans le cas d'une population d'électrons relativistes dont la distribution d'énergie est donnée par:

$$dN(E) \propto E^{-p} dE \tag{11}$$

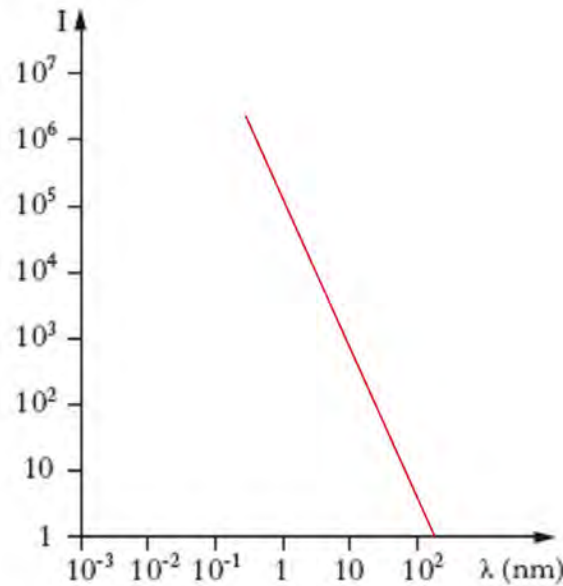
nous obtenons l'émissivité  $J$  suivante :

$$J(\nu) \propto B^{\frac{p+1}{2}} \nu^{-\frac{(p-1)}{2}} \tag{12}$$

où  $\alpha = \frac{1-p}{2}$  est l'indice spectral du rayonnement synchrotron.

L'énergie du rayonnement en fonction de la fréquence dépend donc de l'intensité du champ magnétique et de l'indice spectral.

Le spectre du rayonnement synchrotron (figure 14), permet d'identifier facilement le processus car il s'agit d'un spectre de puissance. Il n'est pas possible de retrouver directement l'intensité du champ magnétique mais on peut retrouver l'indice spectral



**Fig. 14.** Spectre d'émission du rayonnement synchrotron avec échelles logarithmiques

qui donne la dépendance entre le flux émis et la fréquence. Ceci donne une information sur la distribution d'énergie des particules.

Les sources astronomiques de rayonnement synchrotron peuvent, encore une fois, être ponctuelles ou étendues. Les sources ponctuelles sont principalement des galaxies actives. Le rayonnement synchrotron provient des électrons relativistes issus du phénomène d'accrétion de matière par un trou noir ou bien de l'explosion de supernovae (étoiles en fin de vie). Le cas des sources étendues est plus délicat car elles constituent encore un important sujet de recherche, on ne peut donc faire que des hypothèses. On sait cependant que les rayonnements proviennent du milieu intra amas. Le fait est que l'on observe de l'émission radio seulement dans les amas en coalescence, on pense donc que la coalescence est responsable de l'accélération des électrons. Cependant ceux-ci n'émettent pas toujours de rayonnement synchrotron. Le lien entre ce rayonnement et la coalescence reste donc une supposition. De plus la présence de champ magnétique dans les amas, bien que constatée, n'est pas encore expliquée.

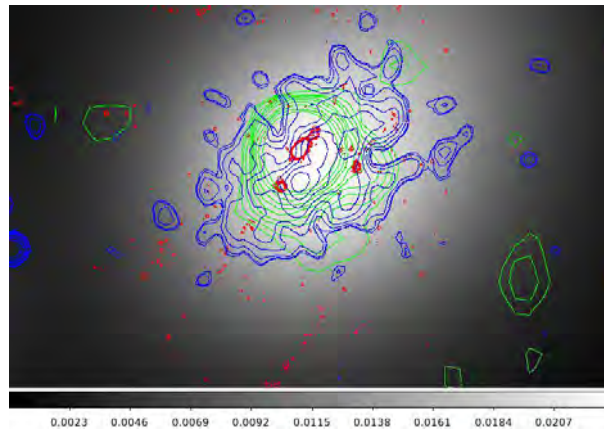
### 3.2. Comparaison des cartes en optique , X et radio

#### 3.2.1. Superposition des cartes

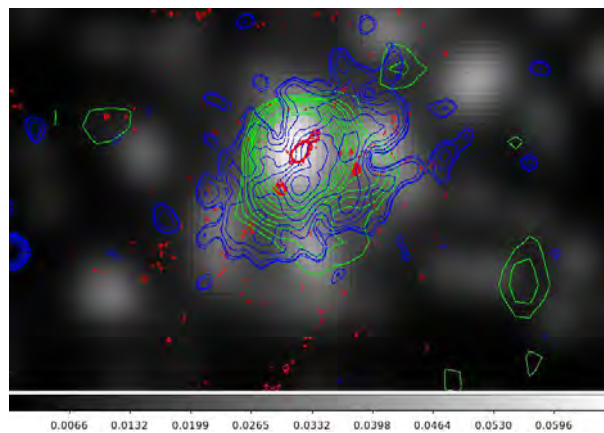
Pour effectuer la superposition des cartes multi longueurs d'onde nous avons utilisé l'application de visualisation des données astronomiques ds9. Celle-ci permet de lire les cartes, de les superposer et de tracer des contours d'iso luminosité. Ces derniers permettent de distinguer les régions où le flux de rayonnement émis est identique.

Les cartes X et radio sont extrêmement bruitées, il est donc primordial d'estimer la variance  $\sigma$  de ce bruit. Les contours sont tracés par intensité croissante, le premier débutant à une intensité équivalente à  $3\sigma$ . Cependant, certaines taches peuvent provenir du bruit si la variance est mal estimée localement, nous ne les prendront donc pas en compte.

La combinaison des données de FIRST et du NVSS nous permet de distinguer des sources ponctuelles et diffuses.



**Fig. 15.** Superposition des cartes radio et X avec contours d'iso luminosité et carte de densité optique des grandes structures. En bleu on voit les contours du rayonnement en X alors qu'en rouge et vert ce sont les contours du rayonnement radio, tracés respectivement avec les données de FIRST et NVSS.



**Fig. 16.** Superposition des cartes radio et X avec contours d'iso luminosité et carte de densité optique des petites structures. En bleu on voit les contours du rayonnement en X alors qu'en rouge et vert ce sont les contours du rayonnement radio, tracés respectivement avec les données de FIRST et NVSS

### 3.2.2. Interprétation des cartes

En se concentrant seulement sur la partie centrale de l'amas dans les figures 15 et 16, nous voyons que les données de FIRST mettent en évidence la présence de plusieurs sources ponctuelles distinctes, qui, par contre ne sont pas « résolues » (c'est-à-dire distinguées), à partir des données du NVSS.

En revanche, celles-ci montrent un allongement vers le sud lié à une émission diffuse (ce qui a été confirmé par des observations plus précises).

Il y a donc présence d'électrons relativistes dans le milieu intra amas d'Abell 2219.

Grâce aux contours X, on voit la présence de sources ponctuelles mais surtout d'émission diffuse, liée au gaz chaud et peu dense du milieu intra amas. Les émissions X et optique diffuses se superposent, comme on le voit dans la figure 15, car les deux sont des témoins du puits de potentiel gravitationnel de l'amas.

Cependant on voit une différence entre les contours d'émission X et les sous structures optiques dans la figure 16, ceci est un marqueur de coalescence et montre que le gaz n'a pas la même dynamique que les galaxies. La morphologie allongée du rayonnement X diffus, ainsi que la présence de plusieurs sous-structures dans la distribution des galaxies de l'amas, voir figure 16, indiquent donc qu'Abell 2219 est perturbé.

La présence d'émissions radio diffuse dans l'amas confirme la corrélation entre un état dynamique perturbé (coalescence) et la présence d'électrons relativistes.

En effet, lors de la coalescence entre amas, une énorme quantité d'énergie gravitationnelle est libérée et une fraction de cette énergie peut accélérer les électrons du milieu intra amas qui passent alors d'énergies de l'ordre du keV (typique du rayonnement X) au GeV (typique du rayonnement radio).

On peut noter que la structure au nord est plus massive (plus dense) que la structure au sud. Il s'agit donc d'une coalescence de structures de masses différentes.

## 4. Conclusions

A travers cette analyse, nous avons donc appris à utiliser les ressources astronomiques que sont les bases de données afin de répondre à une problématique, puis à mettre en place des méthodes de sélection afin d'identifier une structure particulière, ici l'amas Abell 2219. Ceci nous a ensuite permis, après avoir étudié les différents types d'émissions, d'effectuer et d'interpréter l'analyse multi longueurs d'onde de cet amas. Dans la section 2, nous avons constaté que l'identification des galaxies appartenant à un amas imposait certaines hypothèses de sélection concernant notamment leur redshift et leur magnitude. Dans la section 3, l'analyse des processus d'émission et la superposition des cartes de rayonnements optique, radio et X nous a permis de caractériser l'état dynamique d'Abell 2219.

De cette étude nous avons conclu qu'Abell 2219 est un amas perturbé, en plein processus de coalescence. L'analyse multi longueurs d'onde permet donc de déterminer l'état dynamique des amas de galaxies et d'étudier les effets de la formation par coalescence sur les différentes composantes de l'amas.

Nos résultats apportent ainsi une nouvelle preuve de la corrélation entre la coalescence et le rayonnement radio. Une étude approfondie de la superposition des cartes X et optiques, l'étude des spectres des galaxies de la région de collision ainsi que des modélisations permettraient à présent de déterminer dans quelle phase du processus de coalescence se trouve Abell 2219.

*Acknowledgements.* Nous tenons à remercier Christophe Benoist et Chiara Ferrari pour leur aide constante, leur implication et le temps qu'ils nous ont consacré ainsi que Giulia Macario pour son aide spontanée.

## References

- [1] Extragalactic Astronomy and Cosmology, Peter Schneider
- [2] An Introduction to Radio Astronomy, Bernard F. Burke
- [3] <http://pulsar.sternwarte.uni-erlangen.de/wilms/teach/astrospace/spacechap5.pdf>
- [4] <http://www.cv.nrao.edu/course/ast534/LarmorRad.html>
- [5] <http://skyserver.sdss3.org/dr9/en/tools/search/iqs.asp>
- [6] Cosmology, The Science of the Universe, E. R. Harrison, Cambridge University Press, 1981, p. 275/276.
- [7] Analyse multi-longueur d'onde d'amas de galaxies en coalescence, Chiara Ferrari

## Appendix A: Glossaire

– **milieu intra amas :**

En astronomie, le milieu intra-amas désigne le plasma chauffé typiquement entre 10 à 100 millions de kelvins présent au sein des amas de galaxies. Il est constitué principalement d'atomes d'hydrogène et d'hélium entièrement ionisés et constitue la majeure partie de la matière baryonique de l'Univers.

– **parsec :**

Le parsec (symbole  $pc$ ) est une unité de longueur utilisée en astronomie. Son nom vient de la contraction de "parallaxe-seconde". Le parsec est défini comme étant la distance à laquelle une unité astronomique ( $ua$ ) sous-tend un angle d'une seconde d'arc. Un parsec vaut  $3,085677 \cdot 10^{16} m$ , soit environ 206265 unités astronomiques ou 3,2616 années-lumière.

– **redshift :**

Le décalage vers le rouge (redshift en anglais) est un phénomène astronomique de décalage vers les grandes longueurs d'onde des raies spectrales et de l'ensemble du spectre - ce qui se traduit par un décalage vers le rouge pour le spectre visible - observé parmi les objets astronomiques lointains. Le terme est également employé pour la notion plus générale de décalage spectral, soit vers le rouge, soit vers le bleu (blueshift), observé parmi les objets astronomiques selon qu'ils s'éloignent ou se rapprochent, indépendamment du mouvement général d'expansion. Dans cette acception, il est synonyme d'effet Doppler-Fizeau

– **magnitude apparente :**

La magnitude apparente mesure l'"éclat" apparent d'une étoile, c'est à dire la façon dont on la voit de la Terre. Plus un objet est brillant, plus sa magnitude est petite. Une différence de magnitude de 2.5 unités correspond à un contraste de luminosité de 10.

– **séquence rouge :**

Si on représente les galaxies d'un amas sur un diagramme couleur/magnitude, la séquence rouge comprend principalement des galaxies rouges qui sont généralement des galaxies elliptiques. Cette séquence se forme au cours du temps car les galaxies perdent leur gaz en rentrant dans l'amas et "rougissent". Plus les amas sont vieux, plus la séquence se démarquera.