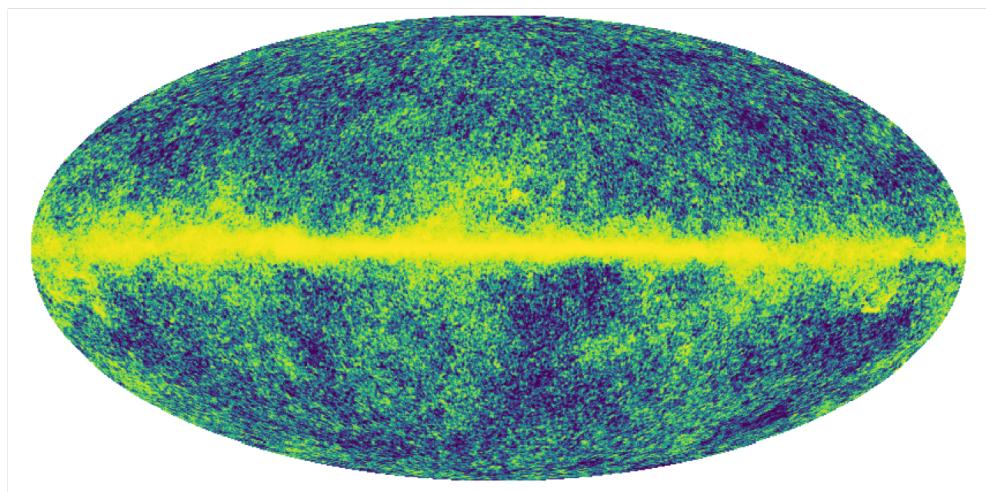


Rapport MT3 - IAS

TRAITEMENT D'IMAGES - Projet P4 Stacking

M2 Astrophysique, Observatoire de Paris
FIALLOS Ana & BORDIER Emma

Du 18 janvier au 22 février 2019



Encadrants du projet : Dr. Marian Douspis et Dr. Victor Bonjean
Institution : Institut d'Astrophysique Spatiale

Table des matières

1	Introduction	2
2	Premiers traitements des cartes	2
2.1	Changement d'unités	2
2.2	Catalogue de sources et coordonnées galactiques	3
2.3	Critères de sélection	3
3	Création de Patchs, Stacking et Bootstrap	4
3.1	Patchs	4
3.2	Stacking	5
3.3	Bootstrap	5
4	Photométrie	5
4.1	Démarche	5
4.2	Effet de l'Ouverture sur les données	6
4.3	Estimation des erreurs	6
5	Spectre Théorique	8
5.1	SZ Théorique	8
5.2	Corps Gris	8
6	Résultats et Discussions	8
6.1	Candidats confirmés : REDSHIFT>0	8
6.2	Candidats d'amas SZ	9
7	Perspectives et Conclusion	10

1 Introduction

L'effet Sunyaev-Zel'dovich (SZ) mis en évidence dans les années 1960 par les deux physiciens soviétiques du même nom, est depuis une dizaine d'années utilisé par la communauté en tant que signature de la présence d'amas de galaxies. Confronter les développements théoriques du XXe siècle avec les observations récentes est un des défis majeurs de l'astrophysique moderne, puisqu'il permet une compréhension plus approfondie des phénomènes qui régissent l'évolution de l'univers. Les amas de galaxies, plus grandes structures gravitationnellement liées de l'univers, et donc les plus récemment formées, sont responsables de plusieurs émissions qui permettent de les identifier, entre autre l'émission visible, X, radio, les effets de lentille gravitationnelle ou encore l'effet SZ. C'est à partir de ce dernier effet que nous basons notre étude.

En 2015, le consortium Planck HFI utilise et traite les données de son instrument lancé 6 ans plus tôt, afin de réaliser un sondage cosmologique inédit des amas de galaxies. Planck a ainsi permis la détection d'un peu plus d'un milliers d'amas, permettant de contraindre de façon plus précise les paramètres cosmologiques, tels que l'estimation de la matière ordinaire, de la matière noire, l'inhomogénéité de la matière à de telles échelles etc.

L'effet SZ prévoit que les photons du CMB en direction des amas de galaxies subissent un diffusion Compton inverse par les électrons du gaz chaud de l'amas, qui sont bien plus énergétiques que les photons du rayonnement fossile (3). Il en résulte alors un gain d'énergie dans le sub-millimétrique. Les canaux de fréquence sont choisis en conséquence, s'étendant des longueurs d'onde millimétrique à l'infrarouge lointain (de 100 à 857GHz). Nous nous attendons à ce que, pour un rayonnement observé en direction d'un amas, le spectre indique un déficit d'énergie aux basses fréquences (des tâches sombres) mais un surplus de photons aux hautes énergies (des tâches brillantes). La fréquence matérialisant la séparation entre gain et perte devrait être le 217GHz.

Les objectifs de notre projet sont de mettre en évidence l'existence des amas SZ en traçant la courbe qui les caractérise. Pour cela :

- Nous ferons des patch, pour chacune des 6 fréquences, à partir de la carte initiale, chacun d'eux étant défini à partir d'un catalogue Planck de sources SZ (confirmées, potentielles et candidats).
- Pour chaque fréquence, de réaliser un stack de patchs.
- Tracer la caractéristique des amas SZ.
- Faire une analyse statistique de notre distribution (par Bootstrap), afin d'estimer au mieux les erreurs.
- Comprendre les phénomènes physiques mis en jeu, ainsi que les différents biais observationnels qui interviennent.

Ce rapport est rédigé de façon à présenter de façon chronologique les grandes étapes de notre projet, les méthodes employées, les problématiques rencontrées, les solutions trouvées (ou pas) etc. Nous présentons des résultats intermédiaires dans chaque section, puis des résultats finaux en fin de rapport. L'essentiel de la démarche scientifique est présenté dans un schéma récapitulatif en Annexe.

2 Premiers traitements des cartes

La toute première étape consiste à prendre connaissance des données, notamment leurs unités, leur format, leur résolution, leur dimension etc... Nous disposons de 6 cartes du ciel FullSky, chaque carte correspondant à une fréquence : 100,143,217,353,545,857 GHz. L'instrument qui a permis l'acquisition de telles données est un bolomètre, le High Frequency Instrument (HFI). Il fait l'objet d'une véritable prouesse technologique puisqu'il est capable de refroidir son détecteur à une centaine de mK, permettant de réaliser des images moins bruitées et d'une qualité supérieure (l'instrument est plus performant que son compagnon, le radiomètre LFI, refroidi à 4K). Chaque carte a été prise durant toute la campagne (Full Mission). Pour chaque fréquence, les cartes sont au format fits, et la projection utilisée est NESTED (que nous pourrons changer par la suite en RING). Le Nside vaut 2048 pour environ 50 millions de pixels (Nombre de pixels= $12.N_{side}^2$). Ceci nous donne assez facilement une résolution de $1,7 \text{ arcmin}^2$ par pixel.

2.1 Changement d'unités

Ce qui diffère d'une carte à l'autre, donc d'une fréquence à l'autre, est l'unité utilisée. Ainsi, les fréquences 100,143,217 et 353 GHz sont en unité K_{CMB} tandis que les deux fréquences les plus hautes, 545 et 857 GHz

sont en $mJy.sr^{-1}$ (5). Il est impératif de choisir une des deux unités pour pouvoir comparer les flux et surtout pouvoir faire une photométrie précise par la suite. Les conversions utilisées sont répertoriées dans le tableau 1.

Fréquence (GHz)	100	143	217	353	545	857
Unités	K_{CMB}	K_{CMB}	K_{CMB}	K_{CMB}	$MJY.sr^{-1}$	$MJY.sr^{-1}$
$U_{CIRAS} (MJY.sr^{-1}.K_{CMB}^{-1})$	244.1	371.74	483.69	287.45	58.04	2.27
$U_{CSZ} (K_{CMB}^{-1})$	-0.24815	-0.35923	5.152	0.0161098	0.06918	0.0380
PSF (arcmin) (1)	9.66	7.27	5.01	4.86	4.84	4.63

TABLE 1 – Tableau donnant les conversions d’unité ainsi que les PSF pour chaque fréquence (4).

Dans la suite, nous décidons de tout mettre en $MJY.sr^{-1}$. Ainsi, nous aurons la courbe caractéristique ”négatif” puis ”positif” à partir de 217 GHz, telle qu’elle est présentée dans la littérature.

2.2 Catalogue de sources et coordonnées galactiques

Notre objectif est de sélectionner les amas, qu’ils soient candidats ou confirmés, et étudier les propriétés du flux qui nous parviennent. Pour réaliser des patchs à partir de la carte initiale, il faut pouvoir cibler nos sources. Nous utilisons alors le catalogue HFI PSZC_Union, qui répertorie les amas SZ, qu’ils soient confirmés ou non. Le catalogue comprend pas moins de 1653 sources. Le terme ”Union” correspond aux méthodes d’implémentation qui ont été utilisées. ”Union” prend en compte les 3 algorithmes d’implémentation qui ont été développés par la communauté : Matched Multi-Filter 1 & 3 (MMF1 et MMF3) qui divisent les cartes avec en patch de différentes résolutions, et PowellSnakes (PwS) qui est un algorithme bayésien de détection multi-fréquence, utilisé pour identifier les objets compacts (6).

A chaque source du catalogue est associé un couple de coordonnées galactiques GLON et GLAT. Nous allons manipuler les packages astropy utilisant le World Coordinate System, pour créer notre propre objet WCS qui va nous permettre de localiser et répertorier les sources de notre carte. L’intérêt de cette transformation est qu’elle marche dans les deux sens, nous pouvons récupérer la coordonnée à partir du pixel, ou associer un pixel à partir d’une coordonnée. Lorsque nous construisons les patchs, nous voulons garder l’information d’une zone de la carte, projetée en 2D. Or une projection ”manuelle” va introduire des distorsions. WCS devrait nous permettre de pallier ce problème, en gardant la coordonnée du centre et associer le pixel correspondant. L’objet WCS est écrit de la façon suivante (Tableau 2) :

Pixel central	(N/2;N/2)	On choisit un patch de 128 pixels par 128 pixels
Taille d’un pixel	(-Tp/60;Tp/60)	le ”-” est une convention pour avoir l’image dans le même sens que l’initiale
Valeur du pixel central	Glon, Glat	C’est la coordonnée de la source du catalogue PSZ2
Type de projection	GLON-TAN, GLAT-TAN	Coordonnées galactiques

TABLE 2 – Tableau donnant l’architecture de l’objet WCS que nous utilisons. Il prend en argument la taille du patch que nous souhaitons, et permet d’associer au pixel central, la valeur de la Longitude et Latitude Galactique de notre source.

En pratique, nous récupérons les coordonnées galactiques de chaque source à partir du catalogue PSZ2. Pour chaque couple de coordonnées, nous imposons que cette source se trouve au centre de notre patch. Nous parcourons ensuite tous les pixels du patch (de 1 à 128) et nous leur associons le pixel correspondant de la carte. Le schéma 1 permet de visualiser ce que nous faisons.

2.3 Critères de sélection

Nous choisissons dans un premier temps des critères de sélection spécifiques pour discriminer les sources dont la dénomination SZ n’est pas confirmée. Le header du catalogue PSZ2 montre que les redshifts sont répertoriés. Nous décidons de choisir les $REDSHIFTS > 0$, correspondant aux sources SZ confirmées (des distances ont été calculées). Nous obtenons alors un set de 1094 sources (environ 66% des sources), à partir desquelles nous allons créer des patchs et faire du stack.

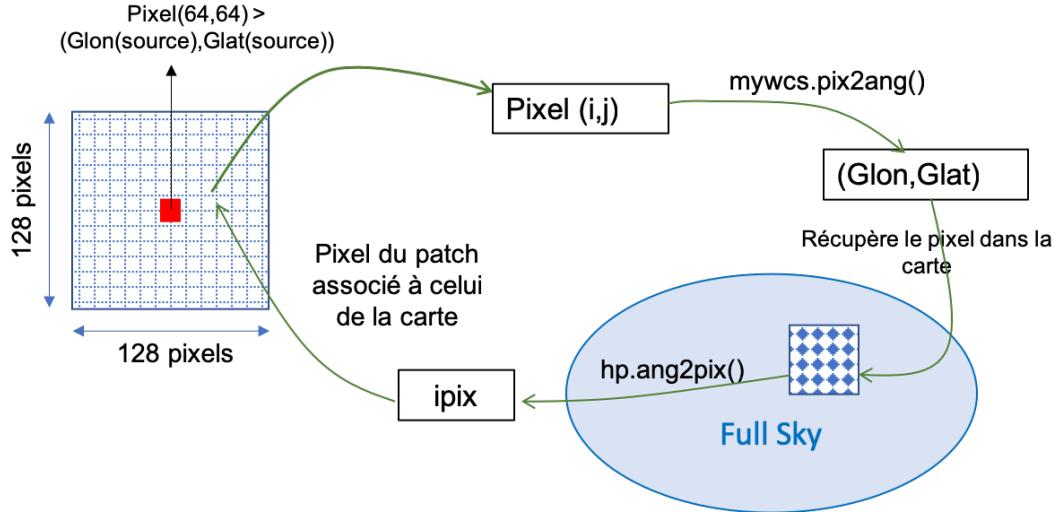


FIGURE 1 – Schéma indiquant la procédure pour effectuer la correspondance WCS/pixel pour fabriquer les patchs.

Plus tard, nous choisirons d'agir sur le Q_NEURAL, paramètre qui nous fournit un facteur de qualité quant à l'appartenance à une source SZ ou non. Les valeurs inférieures à 0,4 indiquent qu'il est très peu probable que ces sources soient des amas SZ.

3 Création de Patchs, Stacking et Bootstrap

3.1 Patchs

Afin de pouvoir stacker les différentes sources choisies, on va devoir créer des patchs de même taille (128*128 pixels) où on trouvera la source correspondante au centre. Le centrage des sources dans chaque patch se fait grâce à l'outil WCS qui a été décrit dans la section 2.2. Ainsi, si on choisit uniquement les amas de galaxies confirmés nous aurons 1094 patchs pour chaque fréquence. D'un point de vue pratique, on écrira 6 fichiers fits (un pour chaque fréquence) contenant chacun 1094 patchs.

La figure 2 montre les patchs obtenus pour une source ($N_{source} = 300$) et aux 6 fréquences possibles. On remarquera que la source n'est pas visible à ce stade puisqu'on n'a pas nettoyé les cartes initiales (CMB, poussières,...). En effet, l'émission des amas est trop faible par rapport au fond diffus cosmologique et à l'émission de notre galaxie.

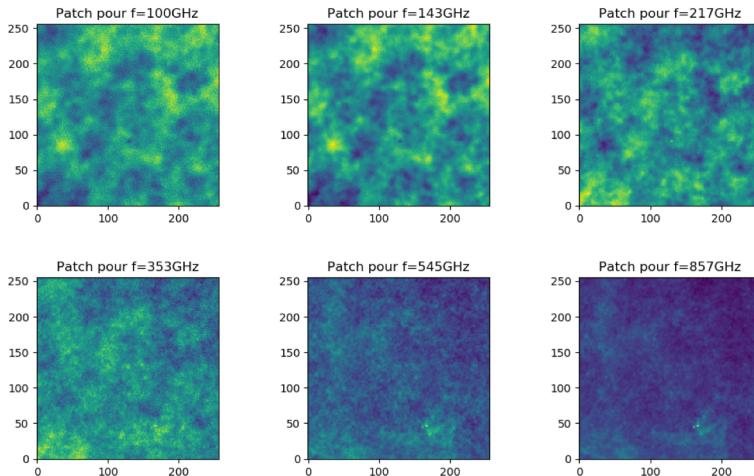


FIGURE 2 – Patchs pour les différentes fréquences du HFI pour la source 300. La source est centrée sur le patch et la correspondance à partir de la carte fullsky a été faite à partir de l'objet WCS.

3.2 Stacking

Comme on l'a vu dans la section précédente, un seul patch ne permet pas d'étudier le signal venant d'une seule source si on n'enlève pas tout signal parasite au préalable. Ainsi, nous allons pour chaque fréquence HFI faire une image moyenne (Fig 3) des 1094 patchs correspondant aux 1094 amas confirmés. En combinant une multitude de faibles signaux provenant d'amas ayant approximativement la même luminosité SZ, nous amplifions le signal provenant de ces sources. En pratique, nous utilisons simplement la bibliothèque numpy np.mean() en choisissant minitieusement l'axe sur lequel nous faisons la moyenne (c'est-à-dire l'axe de dimension 1094). Les stacks sont prêts à être utilisés ! Nous allons pouvoir effectuer la photométrie d'ouverture sur chaque stack afin de remonter au flux photométrique de la "source" pour chaque fréquence.

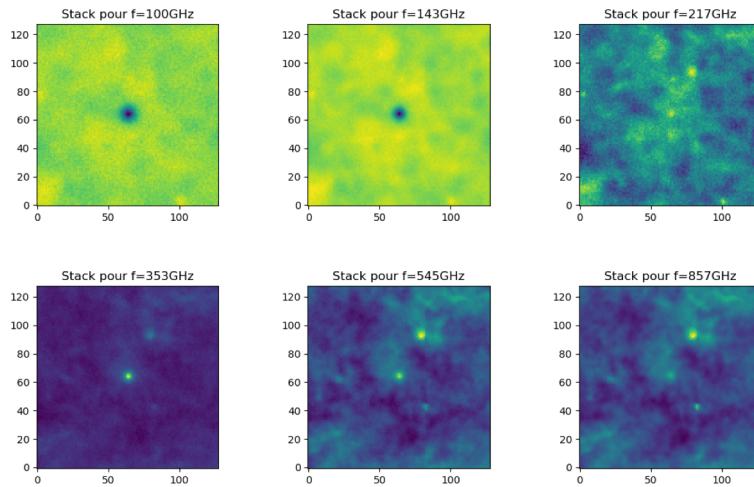


FIGURE 3 – Stack de 1094 sources pour chaque fréquence. Nous observons effectivement des flux négatifs puis positifs avec une coupure à 217 GHz.

3.3 Bootstrap

Comment estimer les erreurs sur les valeurs d'un stack ? En effet, un stack est obtenu en moyennant des patchs pour une fréquence donnée. Ainsi, on ne connaît pas la distribution pour un seul stack. Nous allons donc utiliser la technique de bootstrap pour approcher cette distribution et pouvoir ainsi remonter aux erreurs. Dans la pratique, nous avons créé une fonction stackalea(f,nom) qui prend en argument une fréquence et le nom de fichier où sont contenues les différents patchs. Cette fonction renvoie un stack créé à partir de 1094 sources triées aléatoirement avec remise parmi les patchs fournis. Ensuite nous avons créé une deuxième fonction mybootstrap(Nb,f, nom) qui prend en argument Nb le nombre de stackalea qu'on veut créer et elle écrit un fichier 'bootstrap_nom_f_Nb.fits' avec Nb stackalea différents. Pour des raisons de temps de calcul nous avons décidé de prendre Nb=1000 mais il aurait fallu prendre au moins Nb=1094 pour avoir une meilleure statistique et une meilleure estimation des erreurs. Les erreurs sont alors calculées en prenant l'écart type de la distribution des stackalea. Normalement si on fait une image moyenne des Nb stackalea créés on devrait retomber sur notre stack calculé dans la section précédente (aux erreurs près).

4 Photométrie

La photométrie est une étape importante puisqu'elle permet d'obtenir un flux photométrique pour chaque stack (aux 6 fréquences différentes).

4.1 Démarche

L'objectif est de mesurer l'intensité lumineuse de l'objet souhaité par rapport au fond de ciel. Pour ce faire, on définit deux zones sur l'image que l'on a (en l'occurrence chaque image stack).

- Dans la zone 1 : on place l'objet dont on veut mesurer l'intensité lumineuse. Elle délimitée par une ouverture circulaire de rayon R_{int} .

- Dans la zone 2 : on mesure le fond du ciel. Elle est délimitée par une couronne autour de la source, de rayon intérieur $R_{int} + a * \text{FWHM}$ et extérieur R_{ext}

Le rayon interne de la couronne est calculé de façon à ne prendre en compte que le fond, ce qui n'est pas évident au prime abord. Nous décidons au début de prendre le $R_{int} + 1 * \text{FWHM}$ où FWHM est la PSF renormalisée par la taille de notre pixel (1,5 acrmin). Les PSF de chaque fréquence, propre à l'instrument et à l'échantillonnage qui a été fait durant la mission, sont rappelées dans le Tableau 1.

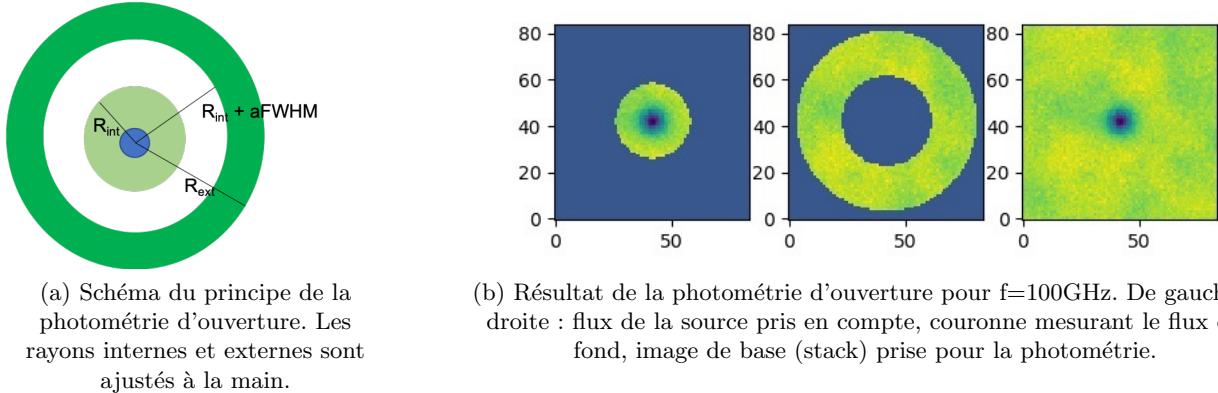


FIGURE 4 – Photométrie d'ouverture : principe et résultats pour un stack à la fréquence $F=100\text{Ghz}$

Il faut faire la photométrie sur tous nos stacks, mais aussi sur tous les bootstrap qui nous serviront à estimer l'erreur de notre distribution.

4.2 Effet de l'Ouverture sur les données

Pour trouver le rayon de la couronne et de l'ouverture de façon optimale nous faisons différents tests. Nous faisons tourner les premières fois la photométrie en utilisant pour le rayon de l'ouverture $1,5 * \text{FWHM}$. Après avoir fait les bootstrap et tracé la courbe Flux VS Fréquence, nous constatons qu'aux basses fréquences, les points, même aux erreurs près, ne s'ajustent pas exactement avec le fit théorique. Nous pensons alors que la photométrie est peut-être sous estimée et que le flux du background n'est pas évalué de façon précise. Nous décidons alors de reprendre l'étude photométrique.

Soient r_1, r_2, r_3 respectivement le rayon du disque, le rayon interne de la couronne et le rayon externe de la couronne. Nous avons créé une fonction permettant de renvoyer un tableau donnant différentes configurations de rayons possibles en choisissant un r_1 , en laissant fixe la séparation entre le disque et la couronne ($0.5 * \text{FWHM}$) et en imposant que la surface du disque soit égale à la surface de la couronne. Nous affichons alors les résultats de la photométrie pour différents rayons du disque et on remarque que le flux augmente jusqu'à atteindre un plateau qui correspond à $r_1 = 2.5 * \text{FWHM}$.

Nous choisissons alors la configuration donnée pour $r_1 = 2.5 * \text{FWHM}$ et on obtient un meilleur résultat. Cependant, après avoir discuté avec Hervé Dole nous avons remarqué qu'il n'était pas indispensable de garder la même surface entre le disque interne et la couronne. Nous laissons donc le troisième rayon libre afin d'améliorer encore la photométrie. Pour chaque configuration possible nous refaisons la photométrie de nos 6 stacks mais aussi des 1000 bootstrap (pour chaque fréquence). La courbe obtenue pour les différents paramètres est donnée en Figure 5.

Nous choisissons les paramètres suivants :

$$r_1 = 2,5 * \text{FWHM} \quad r_2 = 3 * \text{FWHM} \quad \text{et} \quad r_3 = 6 * \text{FWHM} \quad (1)$$

Ce choix n'est pas aisé puisqu'il faut arriver à faire un compromis entre le choix de l'ouverture, qui ne doit pas être trop grand mais en même temps englober tout le flux de notre source, et également bien estimer le flux du background.

4.3 Estimation des erreurs

L'estimation des erreurs est une étape primordiale du projet puisqu'elle va nous permettre de confirmer l'étude. Les stack formés à partir des 1094 sources (ou plus suivant les conditions de départ choisies) sont utilisés pour obtenir un flux photométrique à chaque fréquence, en utilisant la méthode Photométrie décrite ci-dessus

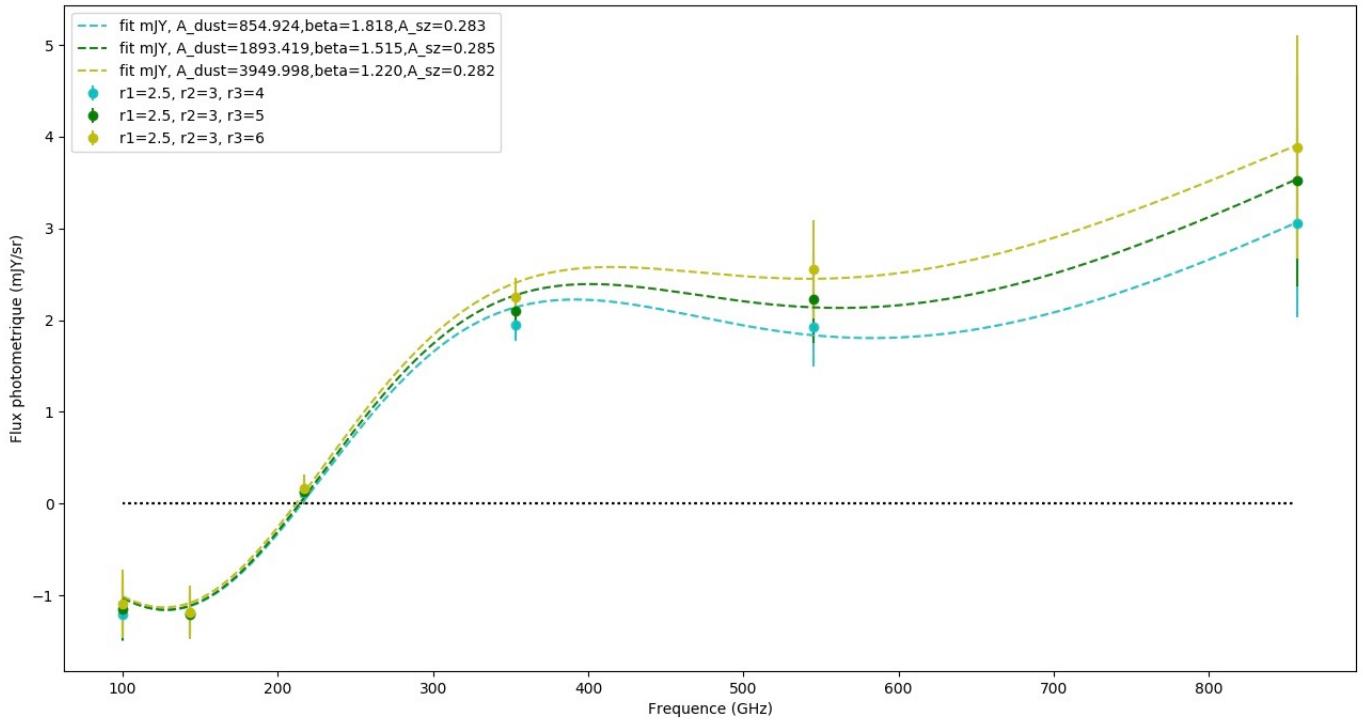


FIGURE 5 – Fit théorique émissions SZ et émission de poussières dans l’amas (en pointillé) sur nos données (points) pour différents choix d’ouverture : $a=3$ et $b=3,5,6$.

(Section 4.1). On réalise la photométrie également sur les 1000 bootstrap formés à partir des 1094 sources pour pouvoir comparer les mêmes flux. La photométrie nous permet également de renvoyer un écart type (sur le flux) de la distribution, ainsi qu’une moyenne. Pour savoir si les bootstrap fournissent une bonne estimation de l’erreur, nous pouvons comparer les moyennes. Les moyennes de notre distribution et de la distribution bootstrap sont supposées être égales. La figure 6 montre que les moyennes sont en général égales, au barres d’erreur près, à celles du bootstrap, hormis pour le point à 353 Ghz. Il aurait peut être fallu faire un nombre de bootstrap plus important, qu’il soit au moins égal au nombre de sources que l’on considère, mais les temps de calculs étaient longs et l’attente sur les calculateurs aussi... Toutefois l’estimation des erreurs semble très raisonnable et les courbes tracées plus tard montreront qu’aux erreurs près, nos points s’ajustent plutôt très bien avec les courbes théoriques.

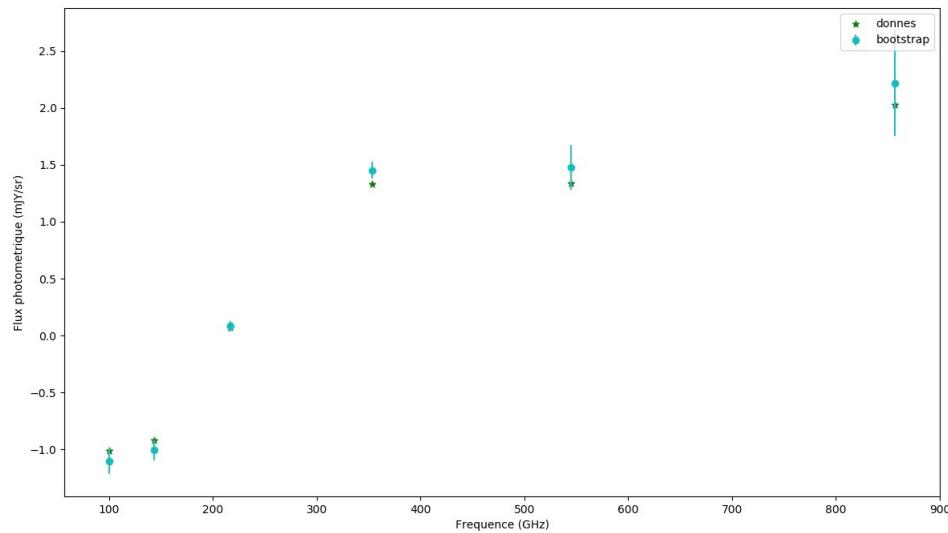


FIGURE 6 – Moyenne des flux photométriques du bootstrap (1000 stacks dans chaque fréquence) VS flux photométrique de nos données (1 stack pour chaque fréquence) en fonction de la fréquence

5 Spectre Théorique

5.1 SZ Théorique

Pour contraindre nos travaux à la théorie, il convient de tracer le spectre théorique de l'émission SZ (*Eq2*) ainsi que celle de l'émission d'un corps gris. En effet, à basse fréquence, c'est l'émission SZ qui est dominante, les fréquences de 100 à 217GHz correspondent à du rayonnement dans le sub-millimétrique, tandis qu'à partir de 545 GHz, nous entrons dans l'infrarouge lointain. A de telles longueur d'onde, les poussières émettent et nous devons les considérer lorsque nous analysons le spectre. Les deux contributions sont à prendre en compte conjointement lorsque nous fittons notre spectre.

$$f(x) = \frac{g(x)x^4e^x}{(e^x - 1)^2} \quad g(x) = \frac{x}{\tanh(\frac{x}{2})} - 4 \quad \text{et} \quad x = \frac{\nu(\text{GHz})}{56.8} \quad (2)$$

Pour l'émission SZ, le flux photométrique évolue comme $f(x)$ si l'unité utilisée est le $MJY.sr^{-1}$ et comme $g(x)$ si nous utilisons le K_{CMB} . Cette formule théorique est à normaliser par un facteur A, qui nous permet d'avoir une amplitude optimale. Pour cela, nous utilisons le fait qu'aux basses fréquences (100 et 143 GHz), $g(x) = -2$, ce qui nous permet d'ajuster au mieux la courbe théorique. La valeur de A sera indiquée sur les graphiques.

5.2 Corps Gris

Si on tient compte de la variation d'opacité (par exemple en supposant un écran de poussière sans diffusion) et d'émissivité de la source, la densité de flux à la fréquence ν est alors représentée par un corps noir modifié, que l'on nommera corps gris dont la forme est donnée dans l'*Equation 3* (2). Il s'agit d'une fonction de Planck modulée par une fonction de la profondeur optique.

$$S(\nu) \propto (1 - e^{-\tau(\nu)})B_\nu(T) = \frac{(1 - e^{-\tau(\nu)})\nu^\beta}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} \quad \tau(\nu) = \left(\frac{\nu}{\nu_0}\right)^\beta \quad (3)$$

β représente l'émissivité, nous considérons $\beta=1.5$. ν_0 est la fréquence à laquelle la profondeur optique vaut 1. En faisant l'hypothèse d'un milieu optiquement mince, $(1 - e^{-\tau(\nu)}) \simeq \nu^\beta$. La densité de flux se simplifie alors, donnant l'*Equation 4* .

$$S(\nu) \propto \nu^\beta B_\nu(T) \simeq \frac{\nu^{\beta+3}}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} \quad (4)$$

La plage normale de température des poussières attendue pour le milieu interstellaire d'une galaxie supposée chauffée uniquement par de la formation d'étoiles varie de 20 à 60K. Nous prendrons T=20K. De même que pour l'émission SZ, nous normaliserons cette formule par une facteur B, qui nous permettra d'ajuster au mieux la courbe. La valeur de B sera indiquée sur les graphiques.

Ces deux courbes théoriques sont tracées sur les spectres SZ dans les sections suivantes, notamment dans Résultats.

6 Résultats et Discussions

6.1 Candidats confirmés : REDSHIFT>0

Dans un premier temps nous avons stacké uniquement les amas de galaxies confirmés, pour lesquels le redshift z a été calculé $z > 0$. Ensuite, on a créé les patchs pour ces amas en utilisant les coordonnées fournies par le catalogue HFI PSZC_Union pour les sources ayant $z > 0$. Une fois ces amas stackés par fréquence, on a pu réaliser la photométrie d'ouverture sur les 6 stacks pour obtenir un flux photométrique des 1094 sources stackées.

Les résultats obtenus sont représentés sur la figure 7. L'allure de la courbe est bien celle prédicta par la théorie et compatible avec la littérature (6). Nous observons un flux négatif , qui s'annule en $f= 217$ GHz, et qui suit ensuite une loi de corps gris dû à l'émission de poussières. Nous remarquons également que la différence de nos données au meilleur fit est presque nulle (nulle en prenant les barres d'erreur).

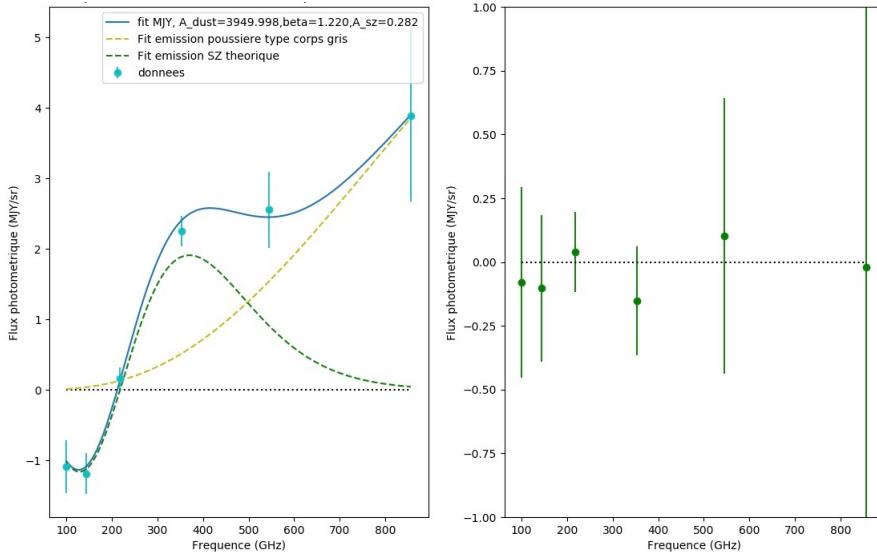


FIGURE 7 – A gauche : Flux photométrique du stack des 1094 amas confirmés en fonction de la fréquence. La courbe jaune représente le meilleur fit pour les poussières, la courbe en vert représente le meilleur fit SZ et la courbe bleu et la somme de ces deux composantes.

A droite : écart de nos données au meilleur fit

6.2 Candidates d'amas SZ

Une fois qu'on a pu retrouver le signal SZ caractéristique des amas de galaxies on peut commencer à comparer ce signal avec des signaux de stacks ayant des amas candidats. Nous avons commencé par comparer le stack d'amas confirmés (de 1094 sources) au stack de sources ayant $Q_{\text{NEURAL}} > 0.7$ (1447 sources). Le haut de la figure 8 montre le résultat de cette comparaison. On remarque que la prise en compte de ces 353 sources candidats change l'allure de la courbe. Notamment, on remarque que sur les hautes fréquences le flux diminue contrairement à ce qu'on devrait observer par la présence de poussières dans les amas.

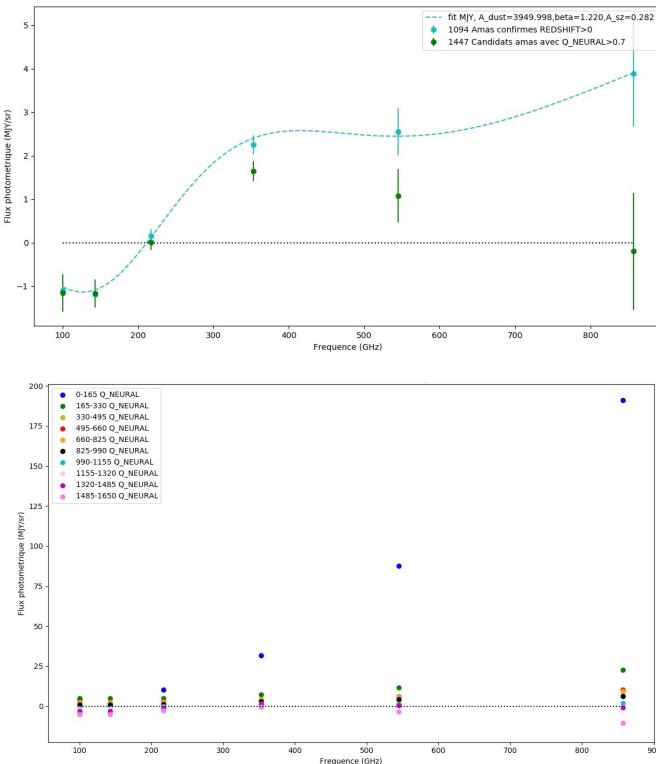


FIGURE 8 – Haut : Comparaison du signal SZ des amas confirmés au signal obtenu pour les sources ayant $Q_{\text{NEURAL}} > 0.7$ (1447 sources). Bas : Flux photométrique en fonction de la fréquence pour 10 stacks de 165 sources (10 bins de Q_{NEURAL}).

Ensuite nous avons décidé de comparer le signal issu de 10 stacks différents obtenus en prenant 10 bins de

`Q_NEURAL` classé par ordre croissant. En pratique, nous avons utilisé la fonction `numpy.argsort(a)` qui renvoie une liste des indices pour lesquels le array `a` est classé par ordre croissant. Nous avons donc créé un tableau contenant les patchs des sources correspondant à ces indices pour ensuite en faire 10 stacks de 165 sources chacun. Le bas de la figure 8 montre le résultat obtenu après avoir fait la photométrie sur chaque stack. Du bleu au rose le facteur de qualité augmente, nous remarquons alors que la courbe bleu foncé montre uniquement de la poussière et plus on augmente `Q_NEURAL`, plus on se rapproche d'un signal SZ. Il est aussi intéressant de remarquer (comme pour le tracé du haut) que le signal pour les valeurs hautes de `Q_NEURAL` ne montre pas la contribution des poussières. En particulier, la courbe rose claire (qui est tracée à partir des sources ayant `Q_NEURAL` le plus élevé) redevient négative à hautes fréquences, contrairement à ce qui était attendu.

7 Perspectives et Conclusion

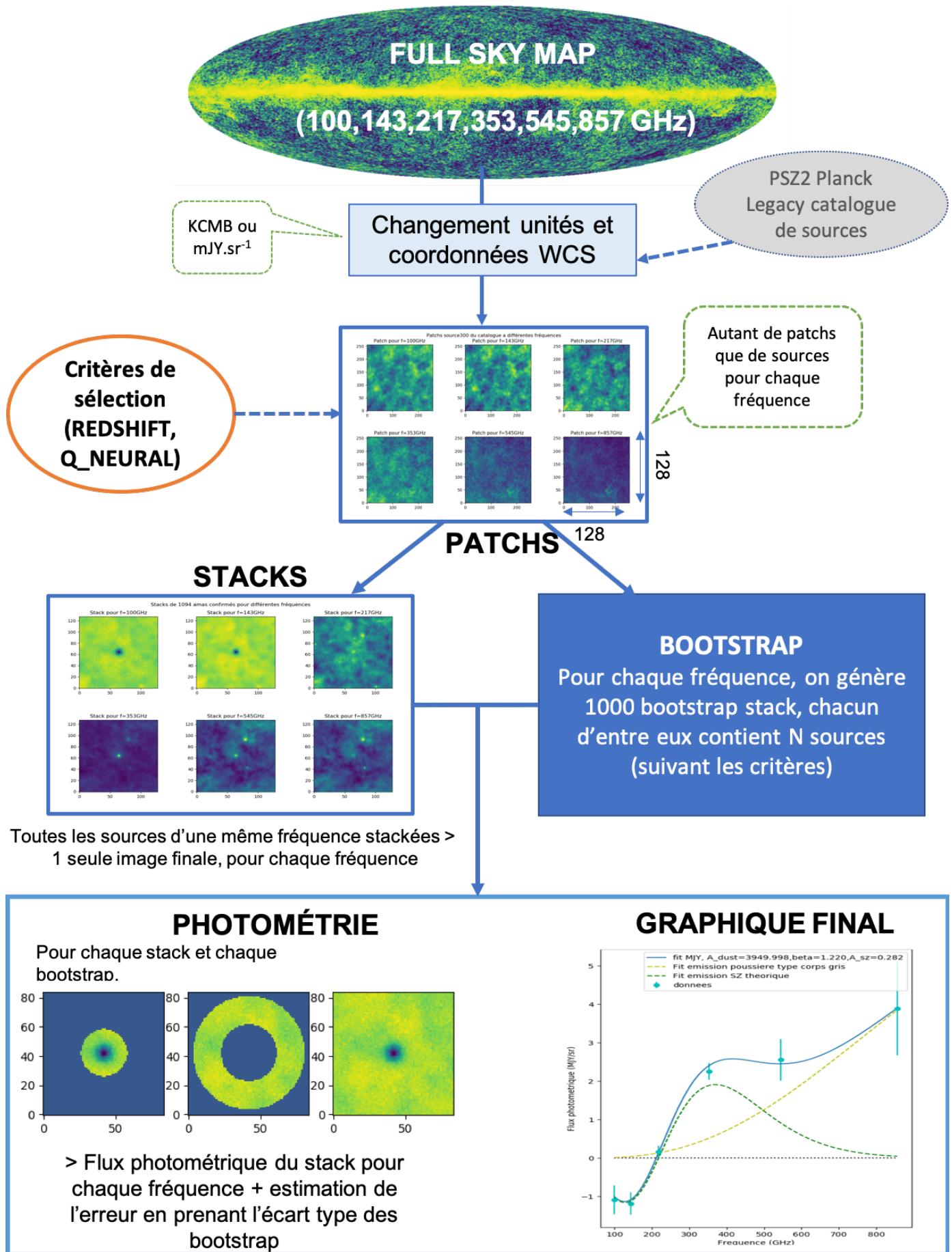
Les perspectives de cette étude sont nombreuses. Après avoir mis en évidence la courbe caractéristique d'émission d'amas SZ en prenant un set d'amas SZ confirmés, nous pouvons confronter les autres objets à cette caractéristique et ainsi conclure quant au fait qu'ils soient ou non des objets SZ. C'est ce que nous avons commencé à faire, en faisant des bins de `Q_NEURAL`. L'idée d'ajouter les données LFI (les basses fréquences) a également été mentionnée, mais nous avons vite abandonné l'idée, en constatant que les conversions d'unités sont inexistantes, et surtout, que les résolutions instrumentales sont bien trop différentes pour que nous puissions tirer des conclusions pertinentes.

Une étude en ajoutant les relevés radio peut également être envisagée. Il existe des relevés qui ont été faits dans le voisinage des amas SZ Planck. Il serait intéressant de voir si les prédictions sont compatibles avec un autre set de données, effectué dans une autre longueur d'onde.

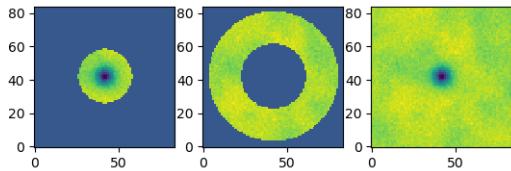
Aussi, il serait intéressant d'utiliser nos résultats pour échanger avec les autres groupes et se confronter à leurs résultats. Nous avons testé les données du groupe P3 (Hubert et Stefano) qui cherchent à extraire les amas SZ des cartes, après avoir retiré le rayonnement du CMB et des poussières. Malheureusement, parmi les 44 sources qu'ils sont parvenus à détecter, nous n'avons pas retrouvé de signal SZ, mais plutôt un signal caractéristique de poussière. Aussi, nous aurions aimé confronter les cartes du groupe P2 (Warren et Wilfried) qui eux au contraire, devaient mettre en évidence le fond diffus cosmologique, et donc se débarrasser de tout autre signal. Malheureusement, la configuration un peu particulière de leur carte a compliqué la tâche et nous n'avons pas pu vérifier qu'effectivement, plus aucune source SZ ne se trouve dans leur carte.

Ce travail nous a permis de parfaire nos connaissances en programmation Python et d'utiliser des outils statistiques spécifiques pour répondre à nos besoins. C'était aussi l'occasion de manipuler des cartes Planck, un instrument qui a en grande partie été conçu par les chercheurs de l'IAS.

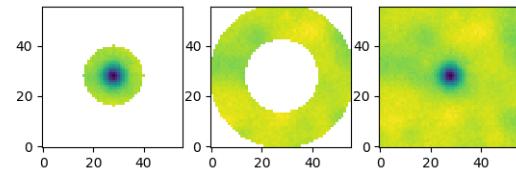
ANNEXE 1 : DÉMARCHE SCIENTIFIQUE ET PRATIQUE



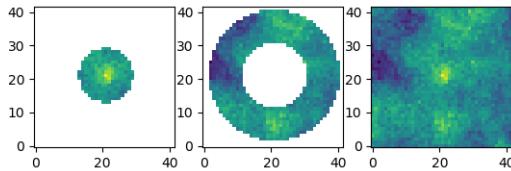
ANNEXE 2 : PHOTOMÉTRIE D'OUVERTURE



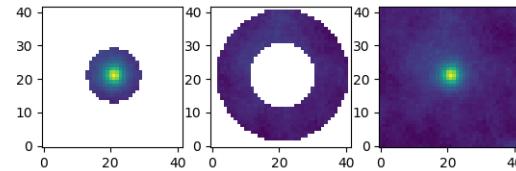
(a) 100 GHz



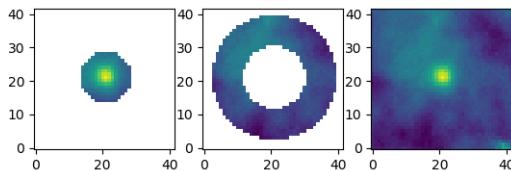
(b) 143 GhZ



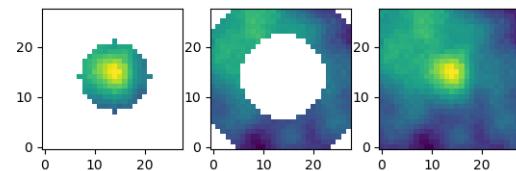
(c) 217 GHz



(d) 353 GhZ



(e) 545 GHz



(f) 857 GhZ

FIGURE 9 – Photométrie d'ouverture : Les résultats de la photométrie pour notre distribution de données, pour les sources confirmées ($z > 0$). Nous avons dans l'ordre : les pixels pris pour l'ouverture, ceux pour la couronne et l'image de base qui a été utilisée.

Bibliographie

- [1] Planck Collaboration B.P Crill. Planck 2013 results. vii. hfi time response and beams. *Astronomy & Astrophysics*, Octobre 2018.
- [2] Caitlin M. Casey. Far-infrared spectral energy distribution fitting for galaxies near and far. *Astronomy & Astrophysics*, Juin 2012.
- [3] Gilbert P. Holder John E. Carlstrom and Erik D. Reese. Cosmology with the sunyaev-zel'dovich effect. *Astronomy & Astrophysics*, Juillet 2002.
- [4] Planck Collaboration L.D Spencer. Planck 2013 results. ix. hfi spectral response. *Astronomy & Astrophysics*, November 2013.
- [5] Planck Collaboration M.Tristram, O.Perdereau. Planck 2015 results. viii. high frequency instrument data processing : Calibration and maps. *Astronomy & Astrophysics*, Juillet 2015.
- [6] Planck Collaboration N. Aghanim. Planck 2013 results. xxix. the planck catalogue of sunyaev–zeldovich sources. *Astronomy & Astrophysics*, Mars 2014.