



Εθνικό και Καποδιστριακό Πανεπιστήμιο Αθηνών
Τομέας Αστροφυσικής, Αστρονομίας και Μηχανικής
Τμήμα Φυσικής

ΜΕΛΕΤΗ ΤΩΝ ΦΑΣΜΑΤΩΝ ΑΚΤΙΝΩΝ-Χ ΕΝΕΡΓΩΝ ΓΑΛΑΞΙΑΚΩΝ ΠΥΡΗΝΩΝ ΤΥΠΟΥ-2 ΜΕ ΤΟ ΔΟΡΥΦΟΡΟ SWIFT

ΓΚΙΟΚΑΣ ΕΥΑΓΓΕΛΟΣ

ΕΠΙΒΛΕΠΩΝ : ΓΕΩΡΓΑΝΤΟΠΟΥΛΟΣ ΙΩΑΝΝΗΣ - ΕΘΝΙΚΟ ΑΣΤΕΡΟΣΚΟΠΕΙΟ ΑΘΗΝΩΝ

ΑΘΗΝΑ 2015



Ινστιτούτο Αστρονομίας,
Αστροφυσικής, Διαστημικών
Εφαρμογών & Τηλεπισκόπησης

ΔΙΠΛΩΜΑΤΙΚΗ ΕΡΓΑΣΙΑ

ΜΕΛΕΤΗ ΤΩΝ ΦΑΣΜΑΤΩΝ ΑΚΤΙΝΩΝ-Χ ΕΝΕΡΓΩΝ ΓΑΛΑΞΙΑΚΩΝ ΠΥΡΗΝΩΝ ΤΥΠΟΥ-2 ΜΕ ΤΟ ΔΟΡΥΦΟΡΟ SWIFT

ΓΚΙΟΚΑΣ ΕΥΑΓΓΕΛΟΣ

Τριμελής Επιτροπή

Αποστολάτος Θεοχάρης: Επίκουρος Καθηγητής Πανεπιστημίου Αθηνών.

Γεωργαντόπουλος Ιωάννης: Διευθυντής Ερευνών Εθνικού Αστεροσκοπείου Αθηνών.

Μαστιχιάδης Απόστολος: Αναπληρωτής Καθηγητής Πανεπιστημίου Αθηνών.

ΕΥΧΑΡΙΣΤΙΕΣ

Θα ήθελα να ευχαριστήσω θερμά τον κ. Γεωργαντόπουλο Ιωάννη και τον κ. Ακύλα Αθανάσιο για τη πολύτιμη βοήθεια και καθοδήγηση τους.

Περιεχόμενα

Περίληψη.....	1
1 Εισαγωγή.....	3
1.1 Ενεργοί Γαλαξιακοί Πυρήνες (AGN).....	3
1.1.1 Κατηγορίες Ενεργών Γαλαξιών.....	5
1.1.2 Ενεργοί γαλαξιακοί πυρήνες στις ακτίνες Χ.....	9
1.1.3 Κύρια μέρη των AGN.....	12
1.1.4 Ενοποιημένο μοντέλο (unified model).....	13
1.2 Compton Thick AGN.....	14
1.2.1 Ανίχνευση Compton thick AGN στις μαλακές ακτίνες Χ.....	15
1.2.2 Ανίχνευση Compton thick AGN στις Σκληρές ακτίνες Χ.....	18
2 Ανάλυση δεδομένων.....	22
2.1 Swift Gamma-Ray Explorer mission.....	22
2.2 Το δείγμα.....	26
2.3 Φασματοσκοπία.....	28
2.3.1 Λογισμικό XSPEC.....	29
2.3.2 Φασματική προσαρμογή.....	29
2.4 Bayesian Analysis - CT probability.....	37
3 Compton Thick logN-logS.....	41
3.1 Διάγραμμα logN-logS.....	41
3.2 Υπόβαθρο ακτίνων Χ - Σύγκριση με τα μοντέλα.....	47
4 Συμπεράσματα.....	50
Αναφορές.....	52
Παράρτημα Α.....	54
Παράρτημα Β.....	69

Περίληψη

Στη παρούσα εργασία ασχοληθήκαμε με την ανάλυση των φασμάτων ακτίνων Χ των εξωγαλαξιακών πηγών που προέρχονται από τον κατάλογο των 70 μηνών παρατήρησης του Swift. Πρόκειται για τη βαθύτερη και πιο ομοιόμορφη παρατήρηση σκληρών ακτίνων Χ κατά μήκος ολόκληρου του ουρανού που διεξήχθη ποτέ. Σε αντίθεση με προηγούμενες εργασίες, προσπαθήσαμε να βρούμε για κάθε πηγή την αντίστοιχη της στον κατάλογο 1SXPS του Swift-XRT έτσι ώστε να επεκτείνουμε το εύρος ενεργειών για αυτά τα αντικείμενα και στις μαλακές ακτίνες Χ (0.2-10 keV). Ο βασικός σκοπός αυτής της μελέτης είναι η ανίχνευση και η καταγραφή των πολύ απορροφημένων πηγών στο κοντινό μας σύμπαν, οι οποίες έχουν πυκνότητα στήλης που ξεπερνά τα 10^{24} cm^{-2} και ονομάζονται Compton Thick (CT). Με τη βοήθεια του λογισμικού XSPEC v.12.8.2 αφού αφαιρέσαμε το υπόβαθρο στη συνέχεια προσαρμόσαμε στα φάσματά μας ένα μοντέλο φωτοηλεκτρικής απορρόφησης με ένα νόμο δύναμης ($w_a \times \rho_0$) για να έχουμε μια πρώτη εκτίμηση των ελεύθερων παραμέτρων των πηγών μας. Στη συνέχεια, προσαρμόσαμε το εξειδικευμένο μοντέλο TORUS για απορροφημένα αντικείμενα των Brightman & Nandra (2011) συν ένα νόμο δύναμης και καταγράψαμε τις παραμέτρους τους. Συνολικά ανιχνεύθηκαν 43 πηγές που έχουν μη μηδενική πιθανότητα να είναι CT. Από τη φασματική ανάλυση προέκυψαν οι ροές και οι λαμπρότητες των 43 πηγών στις ενεργειακές μπάντες 14-195 keV και 20-40 keV. Με τη δημιουργία κατάλληλου κώδικα στη Fortran κατασκευάσαμε το διάγραμμα logN-logS για τις CT πηγές με σκοπό να προσδιορίσουμε τον αριθμό τους στο σύμπαν. Συγκρίνοντας τα σημεία μας με το μοντέλο σύνθεσης του υποβάθρου ακτίνων-Χ του Akylas et al. 2012 βλέπουμε ότι προσαρμόζεται αρκετά καλά για ποσοστό CT της τάξεως του 10%. Από την άλλη μεριά το μοντέλο των Gilli et al. 2007 παρουσιάζει σημαντική απόκλιση καθώς θεωρεί υπερβολικά μεγάλο αριθμό CT πηγών στο σύμπαν και δε προβλέπει σωστά τα παρατηρούμενα αποτελέσματα.

1 ΚΕΦΑΛΑΙΟ

ΕΙΣΑΓΩΓΗ

1.1 Ενεργοί Γαλαξιακοί Πυρήνες (AGN)

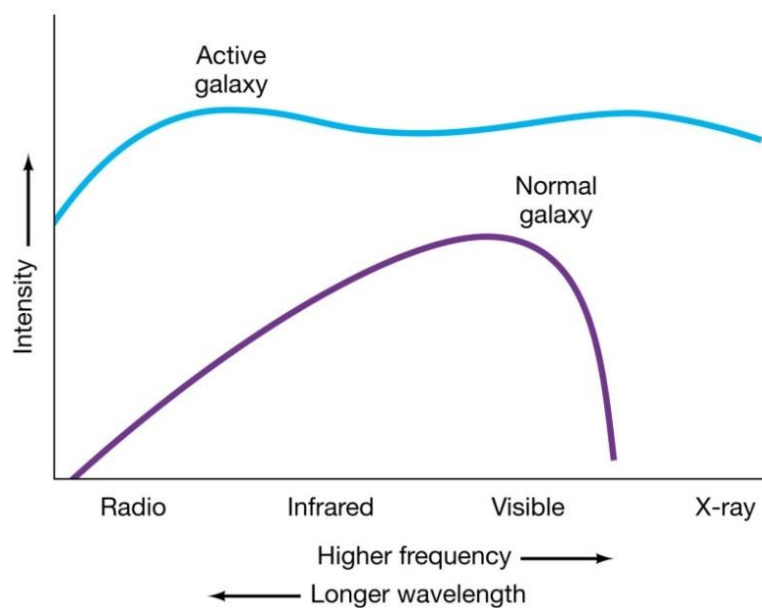
Στις αρχές της δεκαετίας του '40 ο Αμερικανός αστρονόμος Carl Seyfert, δημοσίευσε μια πρωτοποριακή εργασία (Seyfert C.K. 1943, ApJ) στην οποία ερευνούσε ένα σύνολο από σπειροειδείς κυρίως γαλαξίες με σημειακό πυρήνα των οποίων τα φάσματά τους παρουσίαζαν πολύ λαμπρές, ευρείες γραμμές εκπομπής που προέρχονταν από άτομα υψηλού ιονισμού σε αντίθεση με τις γραμμές απορρόφησης των συνήθων γαλαξιών. Επιπλέον, επεσήμανε ότι οι πυρήνες τους ήταν εξαιρετικά λαμπροί και είχαν τη μορφή αστέρων. Έτσι, ο Seyfert ήταν ο πρώτος που αναφέρθηκε σε ενεργούς γαλαξίες με πρώτο το M77 (NGC 1068), ο οποίος αποτελεί από τότε και το πρότυπο ενεργού γαλαξία. Το όνομα “ενεργοί γαλαξίες” ή “ενεργοί γαλαξιακοί πυρήνες” (AGN) σχετίζεται με το κύριο χαρακτηριστικό αυτών των αντικειμένων που τα ξεχωρίζει από τους συνήθεις γαλαξίες, το οποίο είναι η συσσώρευση μάζας γύρω από μία υπερμαζική μελανή οπή ($\sim 10^6$ - $10^{10} M_{\odot}$) στο κέντρο τους. Η μέγιστη λαμπρότητα που μπορεί να έχει ένας ενεργός γαλαξίας με τυπική μάζα μελανής οπής $\sim 10^8 M_{\odot}$ και θεωρώντας σφαιρική προσαύξηση, προκύπτει εξισώνοντας (θεωρώντας υδροστατική ισορροπία) την πίεση ακτινοβολίας με τη βαρυτική πίεση για ιονισμένο υδρογόνο:

$$L_{\text{Edd}} = \frac{4 \pi G c M_{\text{BH}} m_p}{\sigma_T} \rightarrow L_{\text{Edd}} = 1.3 \times 10^{38} \frac{M_{\text{BH}}}{M_{\odot}} \text{ erg/sec}$$

$$L_{\text{Edd}} \approx 1.3 \times 10^{46} \text{ erg/sec}$$

Όπου G η σταθερά παγκόσμιας έλξης, c η ταχύτητα του φωτός, M_{BH} η μάζα της μαύρης τρύπας, m_p η μάζα πρωτονίου και σ_T η ενεργός διατομή σκέδασης Thomson.

Σε αρκετές περιπτώσεις λόγω ισχυρότατων μαγνητικών πεδίων παρατηρούνται πίδακες (jets) που εκτοξεύουν πλάσμα με σχετικιστικές ταχύτητες κάθετα στο δίσκο προσαύξησης. Οι ενεργοί γαλαξιακοί πυρήνες αποτελούν τις πιο λαμπρές πηγές ακτινοβολίας στο σύμπαν και εκτείνονται σε όλο το εύρος του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος, από τα ραδιοκύματα μέχρι και τις ακτίνες γ. Εκτιμάται ότι στο κοντινό σύμπαν ($z \leq 0.1$) το 2% των γαλαξιών περιέχουν μια υπερμαζική μελανή οπή. Στη παρακάτω εικόνα βλέπουμε το φάσμα της έντασης των ενεργών γαλαξιών σε σύγκριση με ένα τυπικό γαλαξία.



Εικόνα 1. Κατανομή της έντασης ακτινοβολίας των AGN σε σχέση με ένα τυπικό γαλαξία.

Τα κυριότερα χαρακτηριστικά των AGN είναι τα εξής:

- ✚ ασυνήθιστα υψηλές λαμπρότητες ($L \sim 10^{42} - 10^{48} \text{ erg/s}$), οι οποίες σε κάποιες περιπτώσεις φτάνουν μέχρι και 10^4 φορές τη λαμπρότητα ενός τυπικού και οι οποίες προέρχονται από σημειακές περιοχές (σε σχέση με τους γαλαξίες που τους φιλοξενούν).
- ✚ μη θερμικό συνεχές φάσμα στο κέντρο τους.
- ✚ έντονες γραμμές εκπομπής οι οποίες προκύπτουν από μη θερμική ακτινοβολία.
- ✚ έντονη και ταχύτατη μεταβλητότητα σε όλο το φάσμα τους.
- ✚ πίδακες σχετικιστικής ύλης.
- ✚ υπερφωτεινή κίνηση (superluminal motion).

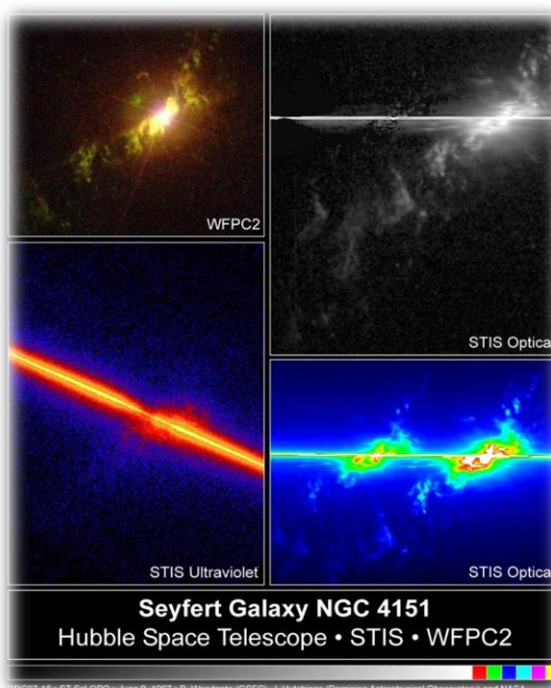
1.1.1 Κατηγορίες Ενεργών Γαλαξιών

Η ταξινόμηση των ενεργών γαλαξιών σε υποομάδες βασίζεται στα παρατηρησιακά τους χαρακτηριστικά. Οι τελευταίες λεπτομερείς παρατηρήσεις των κοντινών, χαμηλής ερυθράς μετατόπισης ενεργών γαλαξιακών πυρήνων μας παρέχουν αρκετές πληροφορίες για να μπορέσουμε να τους κατηγοριοποιήσουμε σε ομάδες που χρησιμοποιούμε έως σήμερα. Οι δύο βασικές κατηγορίες AGN είναι οι ραδιοασθενείς (radio-quiet) και οι ραδιοισχυροί (radio-loud) οι οποίοι αποτελούν ένα μικρό ποσοστό της τάξης ~10-15%. Στους τελευταίους ανήκουν αντικείμενα των οποίων η ακτινοβολία προέρχεται από πίδακες (jets) ή από λοβούς (lobes) σε αντίθεση με τους ραδιοασθενείς στους οποίους δεν έχουμε εκπομπή από τέτοια φαινόμενα. Μια επιπλέον κατηγοριοποίηση των AGN γίνεται με βάση το βαθμό της απορρόφησης την οποία έχουν υποστεί που ερμηνεύεται ανάλογα με την οπτική γωνία την οποία κοιτάμε το κέντρο μιας τέτοιας πηγής. Έτσι, AGN τύπου I είναι αυτοί που δεν έχουν υποστεί απορρόφηση στο κέντρο τους και παρουσιάζουν στα φάσματα τους ευρείες και ισχυρές γραμμές εκπομπής στο οπτικό και στο υπεριώδες. Αντιθέτως, οι AGN τύπου II έχουν υποστεί πολύ ισχυρή απορρόφηση κατά την ευθεία παρατήρησης η οποία καλύπτει όλη σχεδόν την ακτινοβολία που προέρχεται κυρίως από το οπτικό και το υπεριώδες μέρος του φάσματος του εσωτερικού τμήματος, παρουσιάζοντας στενές γραμμές εκπομπής.

Radio-quiet AGNs

❖ Γαλαξίες Seyfert

Οι γαλαξίες Seyfert ήταν οι πρώτοι γαλαξίες με ενεργό πυρήνα και αναγνωρίστηκαν από τον Carl Seyfert το 1940. Σε αυτή τη κατηγορία ανήκουν οι περισσότεροι από τους ενεργούς γαλαξίες και αποτελούν το 2% των σπειροειδών γαλαξιών. Χωρίζονται στους Seyfert τύπου I και στους Seyfert τύπου II. Αυτός ο διαχωρισμός έγκειται κυρίως στην ένταση και στο πλάτος των γραμμών εκπομπής. Οι Seyfert τύπου I παρουσιάζουν ισχυρές, πολύ ευρείες επιτρεπόμενες (π.χ. H I , H II) και ημιαπαγορευμένες [OIII] γραμμές εκπομπής με τις ταχύτητες των νεφών αερίων που περιστρέφονται γύρω από τον πυρήνα να κυμαίνονται από 2000-10000 kms^{-1} συνυπολογίζοντας τη διεύρυνση Doppler, ενώ οι Seyfert τύπου II παρουσιάζουν και αυτοί τα δύο είδη γραμμών με στενότερες όμως τις γραμμές εκπομπής σε σχέση με τους τύπου I με ταχύτητες που δεν υπερβαίνουν τα $\sim 1200 \text{ kms}^{-1}$. Ένας γαλαξίας Seyfert έχει πυρήνα τύπου quasar με τη διαφορά ότι ο υπόλοιπος γαλαξίας είναι καθαρά ανιχνεύσιμος.



Εικόνα 2. NGC 4151.

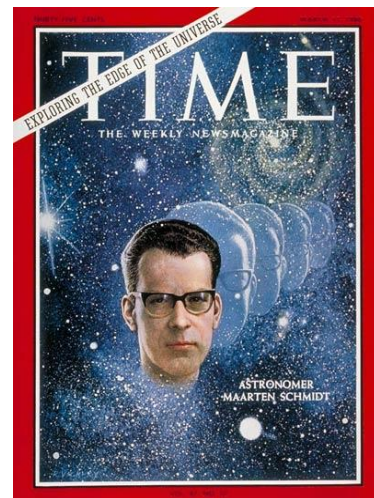
❖ **Περιοχές εκπομπής γραμμών χαμηλού ιονισμού στο πυρήνα / Low-ionization nuclear emission-line regions (LINERs)**

Μια κατηγορία ενεργών γαλαξιών χαμηλής λαμπρότητας που βρίσκονται σε περιοχές εκπομπής γραμμών χαμηλού ιονισμού εντοπίστηκαν από τον Timothy Heckman σε εργασία που δημοσίευσε το 1980. Τα φάσματά τους περιλαμβάνουν πολύ ισχυρές γραμμές εκπομπής στο οπτικό μέρος του φάσματος όπως [OIII]λ5007, [OII]λ3727, [OI]λ6300, [NII]λ6584 και οι γραμμές Balmer Υδρογόνου. Φασματικά, μοιάζουν με τους Seyfert 2 εκτός από τις γραμμές χαμηλού ιονισμού οι οποίες είναι σχετικά ισχυρές. Η σχέση μεταξύ των LINERs και των AGN δεν είναι ακόμα πλήρως καθορισμένη. Μερικοί LINERs φαίνεται να είναι απλά γαλαξίες Seyfert πολύ χαμηλής λαμπρότητας. Αν οι LINERs είναι AGN, τότε αποτελούν την κατηγορία χαμηλότερης λαμπρότητας των ραδιοασθενών ενεργών γαλαξιών.

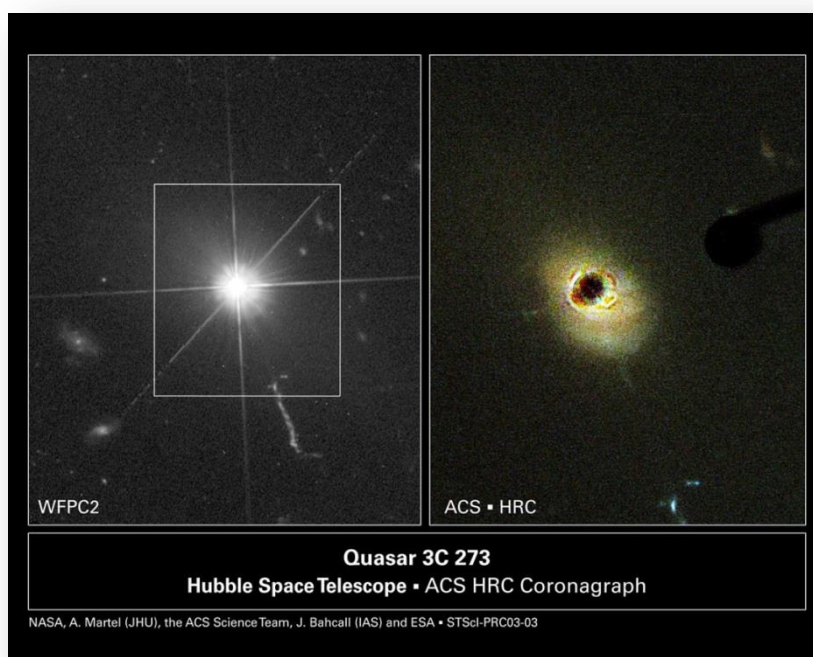
Radio-loud AGNs

❖ **Quasars**

Στις αρχές της δεκαετίας του '60 οι αστρονόμοι άρχισαν να διακρίνουν στις φωτογραφικές πλάκες σημειακές πηγές (point sources) που έμοιαζαν με αστέρια με πολύ ασυνήθιστο όμως φάσμα. Το 1963 ο Maarten Schmidt παρατηρώντας το Quassi Stellar Object 3C 273 ανακάλυψε ότι οι «άγνωστες» γραμμές του φάσματος ήταν στη πραγματικότητα οι γραμμές Balmer του υδρογόνου μετατοπισμένες προς το ερυθρό. Εκπέμπουν τεράστια ποσά ενέργειας σε όλο το εύρος του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος και οι λαμπρότητες τους κυμαίνονται από 10^{45} έως 10^{48} erg/sec που οφείλονται στη πρόσπτωση μάζας μέσω του δίσκου προσαύξεσης επί της υπερμαζικής μελανής οπής που βρίσκεται στο κέντρο τους και η έντασή της μπορεί να ξεπεράσει έως και 1000 φορές την ένταση ενός τυπικού γαλαξία όπως ο δικός μας.



Εικόνα 3. Maarten Schmidt



Εικόνα 4. Quasar 3C 273

Στο φάσμα τους υπάρχουν αρκετές ευρείες γραμμές εκπομπής και η λαμπρότητά τους παρουσιάζει συστηματικές μεταβολές κυρίως στο οπτικό και στις ακτίνες Χ. Αν και η πρώτη παρατήρηση έγινε στα ραδιοκύματα, με την πάροδο των χρόνων έγινε κατανοητό ότι οι περισσότεροι quasars εμφανίζουν ασθενή εκπομπή σε αυτές τις συχνότητες. Πιο συγκεκριμένα μόλις το 10% παρουσιάζουν ισχυρή ραδιοεκπομπή και ανήκουν στους ραδιοισχυρούς όπου και αποκαλούνται QSRs (quasi stellar radio sources).

❖ Ραδιογαλαξίες

Οι ραδιογαλαξίες είναι από τις πρώτες κατηγορίες ενεργών γαλαξιών που παρατηρήθηκαν. Είναι κυρίως ελλειπτικοί και χαρακτηρίζονται ως ραδιογαλαξίες γιατί εκπέμπουν το μέγιστο της λαμπρότητας τους κυρίως στα ραδιοφωνικά μήκη κύματος με τιμές που φτάνουν τα 10^{39} erg/sec σε συχνότητες από 10MHz έως 100GHz. Η εκπομπή αυτή βασίζεται κυρίως στην ακτινοβολία σύγχροτρον που εκλύεται από σωμάτια που κινούνται με σχετικιστικές ταχύτητες στη περιοχή. Όταν η εκπομπή προέρχεται από το πυρήνα τότε ο ραδιογαλαξίας χαρακτηρίζεται ως συμπαγής (compact), ενώ εκτεταμένος ονομάζεται όταν έχει έντονη εκπομπή από τους ραδιοlobes, οι

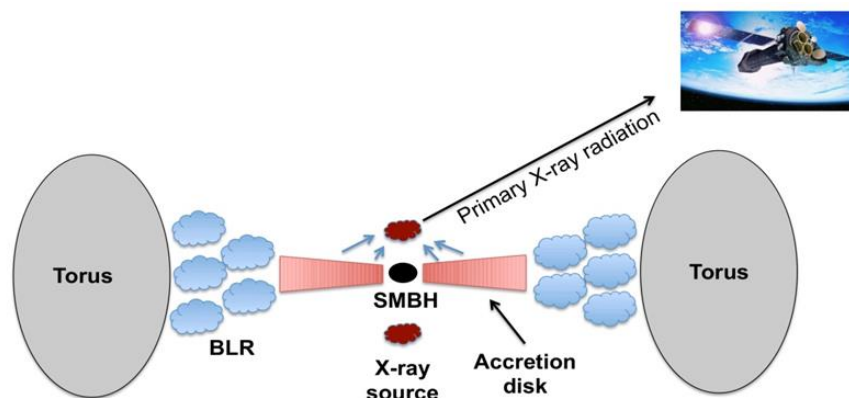
οποίοι είναι τεράστιες αντιδιαμετρικές δομές εκτός του γαλαξία. Μια επιπλέον κατηγοριοποίηση (όπως οι Seyfert παραπάνω) μπορεί να γίνει σε αυτούς όπου το φάσμα τους χαρακτηρίζεται από στενές γραμμές εκπομπής (narrow-line galaxies NLRGs) και σε αυτούς που έχουν κυρίως πλατιές γραμμές H I, He I και He II (broad-line galaxies BLRGs).

❖ BL Lac/BLAZARS

Οι BL Lac αποτελούν ένα από τα πιο ακραία αντικείμενα στο σύμπαν. Παρουσιάζουν ισχυρή συνεχή πολωμένη εκπομπή μη θερμικής φύσεως με μεγάλες μεταβολές στη λαμπρότητα. Αρχικά, τα αντικείμενα αυτά θεωρούνταν ως άστρα όπως και οι quasars με τη διαφορά ότι δεν εμφανίζουν γραμμές εκπομπής. Το φάσμα τους εκτείνεται από τα ραδιοκύματα έως τις ακτίνες γ. Οι μεταβολές της λαμπρότητας είναι πολύ μεγάλες σε εύρος και μικρές σε χρονική διάρκεια διότι το μήκος κύματος είναι πολύ μικρό. Οι BLAZARS εκπέμπουν το μεγαλύτερο μέρος της ακτινοβολίας τους στις ακτίνες γ, αλλά παράλληλα αποτελούν πολύ ισχυρές ραδιοπηγές. Οι ιδιότητες αυτές οφείλονται στο ότι η παρατήρηση γίνεται στην ευθεία του πίδακα (jet).

1.1.2 Ενεργοί γαλαξιακοί πυρήνες στις ακτίνες Χ

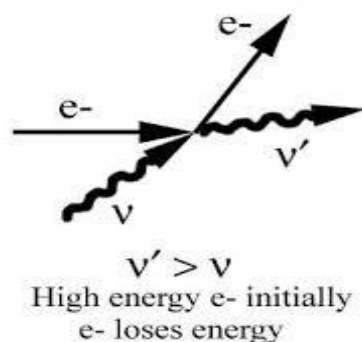
Οι ενεργοί γαλαξίες είναι πολύ φωτεινοί στις ακτίνες Χ, με το ποσοστό της ακτινοβολίας Χ να φτάνει το 20% της βολομετρικής λαμπρότητας, με αποτέλεσμα να μπορούν να ανιχνευθούν σε μεγάλες αποστάσεις. Λόγω της υψηλής τους ενέργειας ($\lambda \sim \text{\AA}$), η διεισδυτική τους ικανότητα είναι πολύ μεγάλη και το ποσοστό της απορρόφησής τους είναι σημαντικά πιο μικρό σε σχέση με άλλα τμήματα του H/M φάσματος. Η εκπομπή των ακτίνων Χ προέρχεται από φυσικές διαδικασίες που λαμβάνουν χώρα στη «γειτονιά» που βρίσκεται πολύ κοντά στη υπερμαζική μελανή οπή. Η πρωτεύουσα ακτινοβολία ακτίνων Χ, όπως βλέπουμε και στη παρακάτω εικόνα λαμβάνει χώρα στη κορόνα των AGN, όπου φωτόνια χαμηλής ενέργειας (optical/UV) αλληλεπιδρούν με υψηλοενεργειακά ηλεκτρόνια μέσω αντίστροφης σκέδασης Compton.



Εικόνα 5. Σχηματική αναπαράσταση τυπικής δομής των ενεργών γαλαξιών.

Πιο συγκεκριμένα, σε αντίθεση με τη κλασική σκέδαση Compton, όπου μία δέσμη υψηλοενεργειακών φωτονίων σκεδάζει ένα ηλεκτρόνιο που βρίσκεται σε ηρεμία με αποτέλεσμα αυτό να ταλαντωθεί και να εκπέμψει ηλεκτρομαγνητική ακτινοβολία, στην αντίστροφη σκέδαση Compton φωτόνια χαμηλής ενέργειας κερδίζουν ενέργεια αφού συγκρούονται με ενεργητικότερα ηλεκτρόνια. Το ενεργειακό κέρδος φτάνει τα $4k_B T$. Η εκπομπή ακτινοβολίας μέσω της διαδικασίας της αντίστροφης σκέδασης Compton αποτελεί το βασικότερο μηχανισμό εκπομπής ακτίνων X στους ραδιοασθενείς ενεργούς γαλαξίες.

Inverse Compton scattering

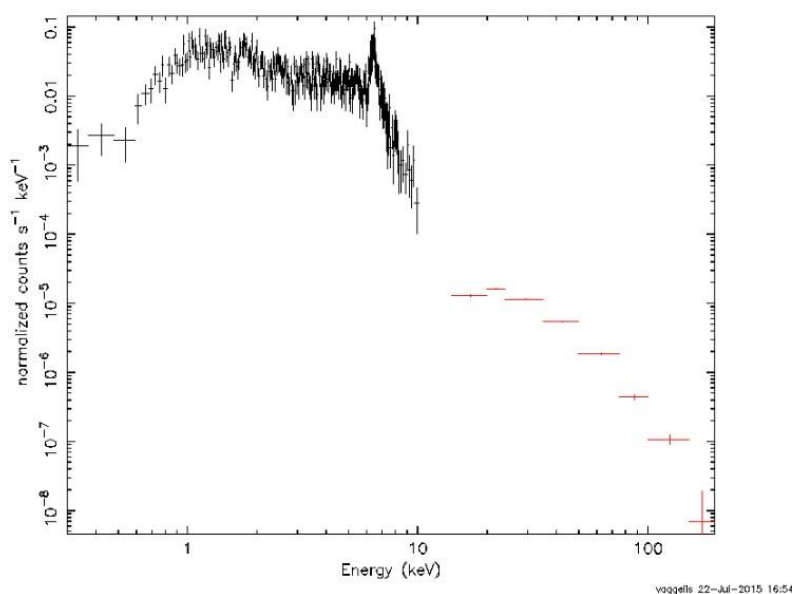


Εικόνα 6. Αντίστροφη σκέδαση Compton

Γραμμή εκπομπής σιδήρου Fe K_{α}

Πρόκειται για τη γραμμή με τη μεγαλύτερη πιθανότητα εκπομπής στους ενεργούς γαλαξιακούς πυρήνες. Βασίζεται στο φαινόμενο του φθορισμού όπου, ένα υψηλοενεργειακό φωτόνιο εκτοπίζει ένα ηλεκτρόνιο από τις εσωτερικές στιβάδες του ατόμου. Στη συνέχεια, αν το διεγερμένο άτομο συμπληρώσει την εσωτερική του στιβάδα με ένα ηλεκτρόνιο από τις εξωτερικές στάθμες έχουμε γραμμή εκπομπής μέσω φθορισμού. Πιο συγκεκριμένα η γραμμή K_{α} του σιδήρου αναφέρεται στη μετάπτωση ηλεκτρονίου από τη πρώτη διεγερμένη (L-shell) στη βασική στάθμη (K-shell), δίνοντάς μας την πιο «διάσημη» γραμμή εκπομπής στους AGN.

Η τιμή της ενέργειας για ουδέτερο άτομο είναι 6.4 keV και φτάνει τα 6.9 keV για πλήρως ιονισμένο άτομο σιδήρου. Στη παρακάτω εικόνα βλέπουμε το φάσμα με τη χαρακτηριστική γραμμή Fe K_{α} του ενεργού γαλαξία Circinus με δεδομένα τα οποία λάβαμε από το Swift (XRT+BAT).



Εικόνα 7. Γραμμή εκπομπής Fe K_{α} του ενεργού γαλαξία Circinus.

1.1.3 Κύρια μέρη των AGN

- Περιοχές με ευρείες γραμμές (*Broad line regions*)

Πρόκειται για περιοχές με μεγάλης πυκνότητας ($\sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$) νέφη τα οποία είναι τοποθετημένα γύρω από τη μελανή οπή με λόγο λαμπρότητας $L/L_{\text{Edd}} \sim 0.1$. Για πολύ λαμπρούς AGN η απόσταση από τη μαύρη τρύπα είναι 0.1-1 pc. Οι τυπικές ταχύτητες σε αυτή τη περιοχή είναι $\sim 3000 \text{ km s}^{-1}$, πράγμα το οποίο αντανakλάται και στα πλάτη των γραμμών.

- Περιοχές με στενές γραμμές (*Narrow line regions*)

Οι περιοχές αυτές περιέχουν μικρής πυκνότητας ($\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) αέριο, που βρίσκονται σε απόσταση $\sim 1 \text{ kpc}$ από τη μελανή οπή. Η τυπική ταχύτητα των αερίων είναι μικρότερη από τις BLRs και είναι της τάξης των 300 km s^{-1} λαμβάνοντας υπόψη το βαρυτικό δυναμικό το οποίο ρυθμίζεται από τη μάζα του γαλαξία.

- Ο τόρος (*The central torus*)

Πρόκειται για ένα μοριακό δακτύλιο που αποτελείται κυρίως από υδρογόνο αλλά και βαρύτερα στοιχεία μέχρι σίδηρο και βρίσκεται σε απόσταση 1-100 pc από την κεντρική μελανή οπή. Οι τυπικές ταχύτητες είναι της τάξης των 1000 km s^{-1} και εξαρτώνται από τη μάζα της μαύρης τρύπας και της σφαίρας επιρροής της. Η αδιαφάνεια σε όλα τα μήκη κύματος είναι αρκετά μεγάλη και ως εκ τούτου, η κεντρική πηγή είναι πιθανό να επισκιάζεται (*obscured*) σε μερικές κατευθύνσεις. Παρατηρήσεις στο οπτικό και στο υπεριώδες αποδεικνύουν ότι στους περισσότερους τοπικούς ενεργούς γαλαξίες το υλικό σε αυτή την περιοχή επισκιάζει πλήρως την ακτινοβολία που προέρχεται από το δίσκο προσαύξησης καθώς και από τις περιοχές BLR. Από την άλλη μεριά, παρατηρήσεις στις ακτίνες X μας επιτρέπουν μια καλή εκτίμηση της πυκνότητας στήλης, η οποία είναι πολύ μεγάλη και μπορεί να ξεπεράσει ακόμα και τα 10^{24} cm^{-2} . Η κύρια παραδοχή που υποστηρίζεται από πολλές παρατηρήσεις είναι ότι η περιοχή αυτή αποτελείται από μια επίπεδη, παχιά (*thick*) δομή με κύρια συστατικά τη σκόνη, ατομικό και μοριακό αέριο. Το σχήμα της φαίνεται να είναι ένας τόρος (“ντόνατ”), με ένα μικρό κεντρικό άνοιγμα και πολύ μεγαλύτερη εξωτερική διάσταση.

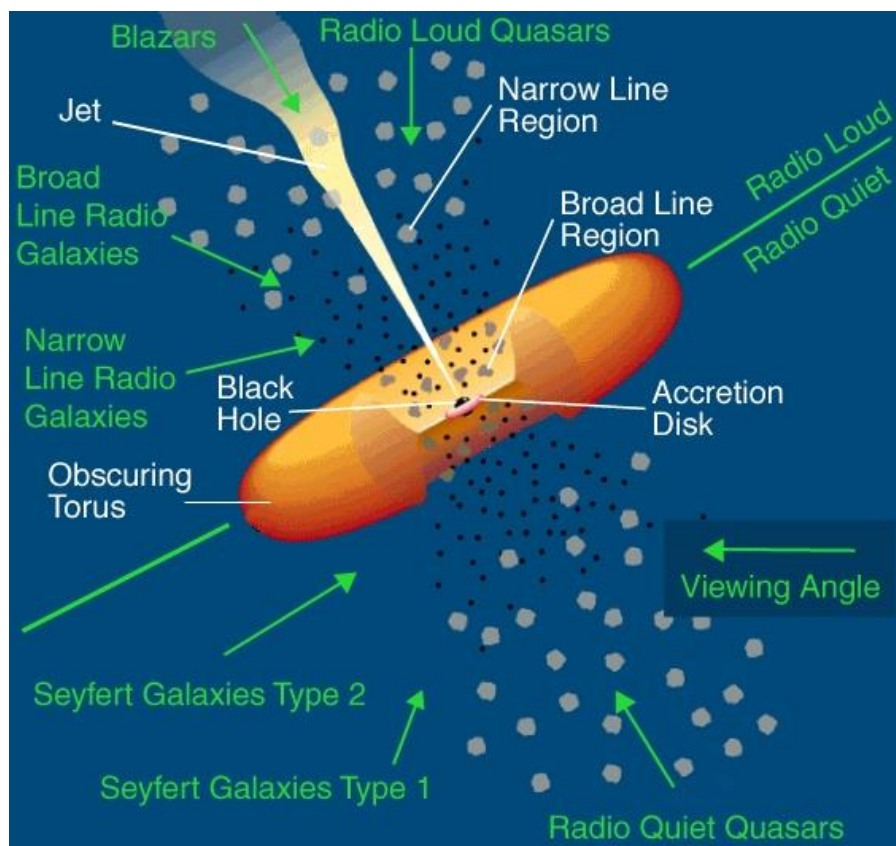
- Δίσκος προσαύξησης (*Accretion disk*)

Το μεγαλύτερο μέρος της ακτινοβολίας που εκπέμπεται από την κεντρική πηγή είναι λόγω της ροής υλικού στην υπερμεγέθη μαύρη τρύπα. Η απώλεια βαρυτικής ενέργειας από την εσωτερική σπειροειδή κίνηση του αερίου μετατρέπεται σε ηλεκτρομαγνητική ακτινοβολία. Ο δίσκος ή ένα μεγάλο μέρος του, είναι μία συμπαγής, υψηλής πυκνότητας δομή με τυπικές διαστάσεις της τάξης 10^{-3} pc. Τα πιο επιτυχημένα μοντέλα προϋποθέτουν η ροή του υλικού να έχει μεγάλη στροφορμή έτσι ώστε να πάρει τη μορφή δίσκου προσαύξησης με διάφορες πιθανές γεωμετρίες ανάλογα με το ρυθμό εισροής:

- (i) Οπτικά πυκνός, γεωμετρικά παχύς δίσκος κυρίως για πολύ γρήγορους ρυθμούς προσαύξησης με μεγάλο $\dot{m}$ που έχει σαν αποτέλεσμα $0.5 \leq L/L_{Edd}$.
- (ii) Οπτικά πυκνός, γεωμετρικά λεπτός δίσκος κυρίως για μικρότερους ρυθμούς εισροής με $0.01 \leq L/L_{Edd} \leq 0.5$.
- (iii) Συνδυασμός ενός εξωτερικού λεπτού δίσκου με έναν εσωτερικό παχύτερο και πιο θερμό. Σε αυτή τη περίπτωση ο ρυθμός εισροής είναι ακόμα μικρότερος που οδηγεί σε $L/L_{Edd} \leq 0.01$.

1.1.4 Ενοποιημένο μοντέλο (*unified model*)

Οι επιστήμονες πιστεύουν ότι τα διαφορετικά παρατηρησιακά αποτελέσματα των ενεργών πυρήνων δεν αντιστοιχούν σε διαφορετικές διεργασίες αλλά σε διαφορετικές γωνίες παρατήρησης. Πιο συγκεκριμένα, οι δύο τύποι ενεργών γαλαξιών, δεν είναι τίποτα άλλο παρά ίδιου είδους αντικείμενα παρατηρημένα από διαφορετικές οπτικές γωνίες. Σύμφωνα με αυτή την υπόθεση η κεντρική μελανή οπή περιβάλλεται όπως αναφέραμε παραπάνω από ένα μεγάλο τοροειδές νέφος σκόνης και αερίων. Το πόσο διαφορετική εμφανίζεται η πηγή εξαρτάται από τη γωνία με την οποία παρατηρούμε τον τόρο. Στη παρακάτω εικόνα 8 εμφανίζονται όλοι οι τύποι ενεργών γαλαξιών σε μία δομή και βλέπουμε όλους τους δυνατούς τρόπους παρατήρησης.



Εικόνα 8. Σχηματική αναπαράσταση για το ενοποιημένο μοντέλο.

1.2 Compton thick AGN

Ένας από τους βασικούς στόχους της αστροφυσικής υψηλών ενεργειών είναι ο προσδιορισμός της αναλυτικής σύνθεσης του κοσμικού υποβάθρου ακτίνων Χ (CXB) το οποίο ανακαλύφθηκε για πρώτη φορά στις αρχές της δεκαετίας του '60 (Giacconi et al. 1962), και κυριαρχείται από εκπομπή υψηλοενεργειακής ακτινοβολίας που εκπέμπουν μακρινές σημειακές πηγές όπως ενεργοί γαλαξίες. Για να γίνει αυτό θα πρέπει να λάβουμε υπόψη μας τους απορροφημένους και τους μη απορροφημένους ενεργούς γαλαξίες, ακόμα και αν τα πολύ απορροφημένα αντικείμενα εξακολουθούν να διαφεύγουν της ανίχνευσης. Compton thick πηγές ορίζονται οι πηγές οι οποίες έχουν επισκιαστεί πλήρως κατά την ευθεία παρατήρησης με την πυκνότητα στήλης ατομικού υδρογόνου να ξεπερνά τα $N_H \geq 10^{24} \text{ cm}^{-2} \cong \sigma_T^{-1}$, δηλαδή το επισκιασμένο μέσο καθίσταται εξαιρετικά οπτικά πυκνό για τη σκέδαση Compton. Εξαιτίας αυτού, οι πηγές αυτές δεν είναι μόνο πολύ δύσκολο να ανιχνευθούν, αλλά μερικές φορές και να διαχωριστούν από λιγότερο απορροφημένες πηγές λόγω του ότι έχουν πολύ χαμηλό λόγο

σήματος ως προς το θόρυβο. Η ενεργός διατομή της σκέδασης Compton και της φωτοηλεκτρικής απορρόφησης έχουν περίπου την ίδια τιμή για ενέργειες μέχρι 10 keV, το οποίο μπορεί να θεωρηθεί ως το κατώφλι χαμηλής ενέργειας για την ανίχνευση των Compton thick πηγών. Αν η πυκνότητα στήλης δεν υπερβαίνει τα 10^{25} cm^{-2} τότε η ακτινοβολία είναι ορατή πάνω από τα 10 keV και η πηγή αποκαλείται ήπια (midly) Compton thick. Για μεγαλύτερες πυκνότητες στήλης, ολόκληρο το φάσμα απορροφάται ακόμα και σε πολύ υψηλές ενέργειες στη περιοχή των 20-40 keV και για αυτό το λόγο η ανίχνευση των πολύ απορροφημένων πηγών (heavily Compton thick) μπορεί να γίνει και με πιο έμμεσα επιχειρήματα όπως η παρουσία μιας ισχυρής γραμμής σιδήρου Fe Ka.

Το ποσοστό των ενεργών γαλαξιών που φαίνεται να είναι Compton thick σε χαμηλά redshifts βρέθηκε να είναι σε γενικές γραμμές ~20% (Burlon et al. 2011; Brightman & Nandra 2011). Μελέτες σε υψηλότερα redshifts είναι πιο δύσκολες να πραγματοποιηθούν αλλά υπάρχουν ενδείξεις ότι το ποσοστό αυξάνεται στο ~40% για $z > 1$ (Brightman & Ueda 2012).

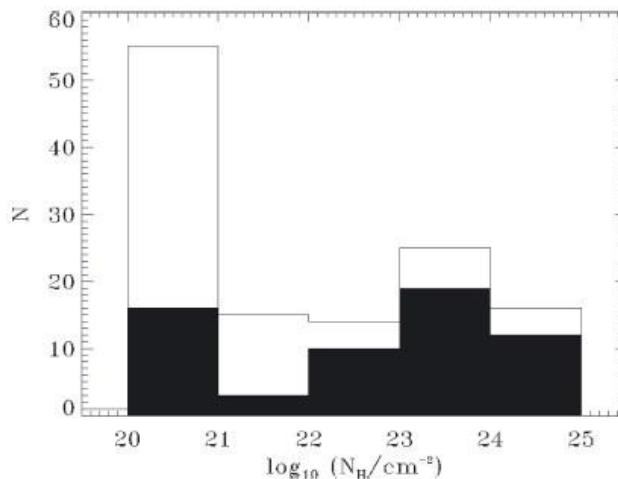
1.2.1 Ανίχνευση Compton thick AGN στις μαλακές ακτίνες X

Οι Murray Brightman & Kirpal Nandra παρουσίασαν το 2011 τη φασματική ανάλυση ακτίνων X, 126 γαλαξιών από το 12μm galaxy sample. Σε σχέση με προηγούμενες εργασίες τα δεδομένα λόγω του ότι προέρχονται από το τηλεσκόπιο XMM-Newton (0.1-10 keV) είναι πιο ακριβή δηλαδή έχουν υψηλό λόγο σήματος προς θόρυβο. Η φασματική προσαρμογή αρχικά έγινε από τα ήδη υπάρχοντα μοντέλα όπως το Neutral absorption model, ZWABS (Morrison & McCammon 1983) και Neutral reflection model για Compton thick υλικό, PEXMON (Nandra et al. 2007), το οποίο απορρέει από το μοντέλο PEXRAV των Magdziarz & Zdziarski (1995) το οποίο περιλαμβάνει τις γραμμές εκπομπής Fe Ka και Fe Kb. Στη συνέχεια, έχουμε την προσθήκη δύο νέων μοντέλων μέσω προσομοιώσεων Monte Carlo που βασίζονται στις μεθόδους Nandra & George (1994, hereafter NG94) με τη σημειακή πηγή ακτίνων X να είναι τοποθετημένη στο κέντρο μιας σφαιρικής ή τοροειδής κατανομής αερίου. Τα ονόματα των μοντέλων είναι TRANS και TORUS αντίστοιχα. Οι προσομοιώσεις αυτές ακολουθούν τη διάδοση των φωτονίων ακτίνων X τα οποία αλληλεπιδρούν με το μέσο, μέσω της σκέδασης Compton ή της φωτοηλεκτρικής απορρόφησης που μπορεί να οδηγήσουν σε εκπομπή φθορισμού. Οι παράμετροι των δύο νέων μοντέλων είναι:

- ❖ Η πυκνότητα στήλης κατά μήκος της ευθείας παρατήρησης του ουδέτερου υλικού ($10^{20} \leq N_H \leq 10^{26} \text{ cm}^{-2}$).
- ❖ Ο φασματικός δείκτης του νόμου δύναμης ($1 \leq \Gamma \leq 3$).

- ❖ Η αφθονία του σιδήρου ~TRANS model ($0.1 \text{ solar} \leq \text{Fe}_{\text{abund}} \leq 10 \text{ solar}$).
- ❖ Η γωνία ανοίγματος του τόρου ~TORUS model ($25.8 \leq \theta_{\text{tor}} \leq 84.3$).
- ❖ Η γωνία κλίσης του τόρου ~TORUS model ($18.2 \leq \theta_i \leq 87.1$).

Και τα δύο αυτά μοντέλα, TRANS και TORUS έχουν ισχύ για ενέργειες 0.1-320 keV. Συνολικά, από όλο το δείγμα των 126 γαλαξιών βρήκαν ότι οι 16 είναι Compton thick ($13 \pm 3\%$), ενώ για τους λαμπρούς ενεργούς γαλαξίες του δείγματος ($L_X > 10^{42} \text{ erg/sec}$) βρέθηκαν να είναι οι 11 από τους 60 ($18 \pm 5\%$).



Εικόνα 9. Κατανομή πυκνότητας στήλης.

Η κατανομή της πυκνότητας στήλης για όλες τις πηγές του δείγματος (άδειο ιστόγραμμα) και για τους λαμπρούς ενεργούς γαλαξίες ($L_X > 10^{42} \text{ erg/sec}$, μαύρο ιστόγραμμα) όπως βλέπουμε και στο παραπάνω σχήμα, έχει μια κορυφή σε χαμηλές πυκνότητες στήλης λόγω των μη απορροφημένων γαλαξιών και μια κορυφή με $N_H = 10^{23-24} \text{ cm}^{-2}$ για τις απορροφημένες πηγές. Συνολικά βρέθηκε ότι 29 από τους 60 λαμπρούς AGN του δείγματος είναι απορροφημένοι με πυκνότητες στήλης $N_H \geq 10^{23} \text{ cm}^{-2}$.

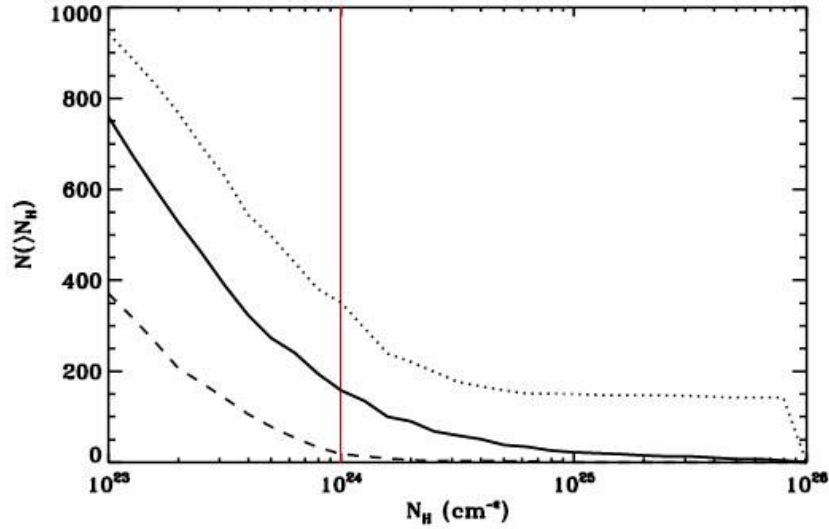
Το 2014 οι Brightman et al., παρουσίασαν τα αποτελέσματα από τη φασματική ανάλυση ενεργών γαλαξιών στις ακτίνες Χ. Τα δεδομένα προήλθαν από τρία βασικά δείγματα του τηλεσκοπίου Chandra στο εύρος ενεργειών 0.1-10 keV. Αυτά είναι το Chandra Deep Field South, AEGIS-XD και Chandra-COSMOS. Λόγω του μικρού οπτικού πεδίου του τηλεσκοπίου για να έχουμε στη διάθεσή μας ένα αξιόπιστο δείγμα παρατηρήσεων θα πρέπει όπως βλέπουμε και στον παρακάτω πίνακα ο χρόνος έκθεσης να είναι αρκετά μεγάλος.

ΠΙΝΑΚΑΣ 1

Δείγματα (1)	Ευαισθησία erg/sec/cm ² (2)	Πηγές (3)	Χρόνος έκθεσης Msec (4)
CDFS	3.2×10^{-17}	561	4-7
AEGIS	1.7×10^{-16}	923	2.4
COSMOS	5.7×10^{-16}	1700	1.8
Total	-	3184	

Από τις 3184 συνολικά πηγές (έχοντας αφαιρεθεί οι πηγές που αναγνωρίστηκαν ως αστέρια) οι 3109 έχουν πληρότητα στην ερυθρότητα 97.6%. Ο κύριος στόχος αυτής της εργασίας είναι να αναγνωριστούν και να χαρακτηριστούν οι πιο βαριά απορροφημένες πηγές. Τα μοντέλα που χρησιμοποιήθηκαν είναι αυτά που παρουσιάστηκαν στο Brightman & Nandra (2011a) και λαμβάνουν υπόψη, μέσω προσομοιώσεων Monte Carlo, τη σκέδαση Compton και τη γεωμετρία του επισκιασμένου υλικού. Οι συνδυασμοί των μοντέλων που χρησιμοποιήθηκαν είναι το μοντέλο TORUS συν ένα δεύτερο νόμο δύναμης κρατώντας σταθερή τη γωνία ανοίγματος στις 60° και 30°, το μοντέλο TRANS για σφαιρική συμμετρία και ένα απλό μοντέλο νόμου δύναμης.

Στη παρακάτω εικόνα βλέπουμε τον αριθμό των πηγών που έχουν best-fit $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ σαν συνάρτηση του N_H . Πιο συγκεκριμένα βλέπουμε ότι 157 πηγές έχουν best-fit $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ (συνεχής γραμμή), 18 πηγές έχουν best-fit $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ στο 90% της τιμής εμπιστοσύνης (διακεκομμένη γραμμή) ενώ οι πηγές για δεδομένο το ανώτατο όριο του best-fit N_H είναι 345.



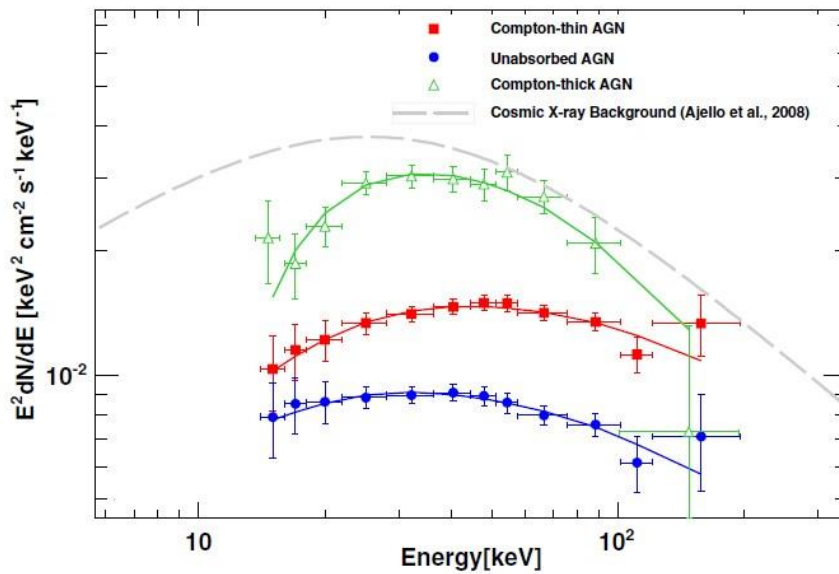
Εικόνα 10. Αριθμός πηγών με $N > N_H$ σε σχέση με το N_H .

Τέλος, για τον κύριο στόχο της εργασίας αυτής ορίστηκε ένα δείγμα πηγών “υψηλής πιθανότητας” να είναι Compton Thick AGN με best-fit $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ όπου η τιμή του N_H περιορίζεται να είναι μεγαλύτερη από $10^{23.5} \text{ cm}^{-2}$. Το δείγμα αριθμεί 100 πηγές συνολικά, 30 για το CDFS, 42 για το AEGIS και 28 για το COSMOS, με λαμπρότητες που κυμαίνονται από $L_X = 10^{42} \sim 3 \times 10^{45} \text{ erg/sec}$ και $z = 0.1-4$.

1.2.2 Ανίχνευση Compton thick AGN στις σκληρές ακτίνες X

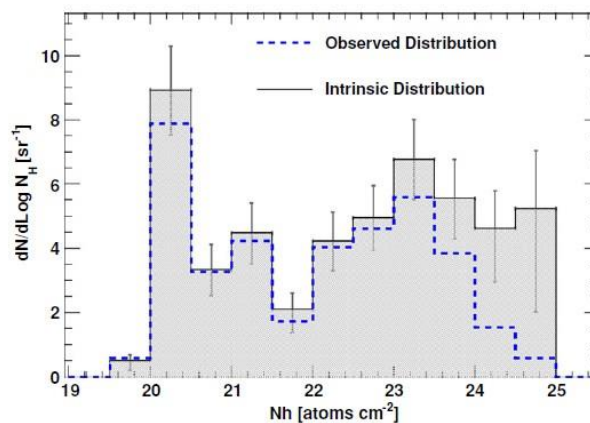
Το 2011 παρουσιάστηκε από τους Burlon et al., η πιο ολοκληρωμένη μελέτη για την κατανομή της απορρόφησης των ενεργών γαλαξιών από τα τρία χρόνια παρατήρησης (Μάρτιος 2005 - Μάρτιος 2008) του Swift-BAT στο τοπικό σύμπαν. Το όριο της ευαισθησίας φτάνει τα $7.3 \times 10^{-12} \text{ erg/sec/cm}^2$. Από το δείγμα των 199 AGN και με τη βοήθεια δεδομένων από των ενεργειακή περιοχή των 0.3-10 keV βρήκαν ότι 92 πηγές είναι μη απορροφημένες ($N_H < 10^{22} \text{ cm}^{-2}$) με φασματικό δείκτη ~ 2.00 και 105 πηγές είναι απορροφημένες ($N_H \geq 10^{22} \text{ cm}^{-2}$) με σχετικά σκληρότερο φάσμα ~ 1.91 και με ποσοστό $53 \pm 4\%$. 9 από αυτές χαρακτηρίζονται ως Compton-thick με το ποσοστό να φτάνει το $4.6^{+2.1}_{-1.5}\%$ του δείγματος.

Στη συνέχεια δημιούργησαν το συνολικό μέσο φάσμα της κάθε κατηγορίας όπως βλέπουμε και στην παρακάτω εικόνα και τα προσαρμόσαν σε μοντέλα όπως το PEXRAV για τις απορροφημένες και μη πηγές και το MYTORUS για τις Compton-thick πηγές.



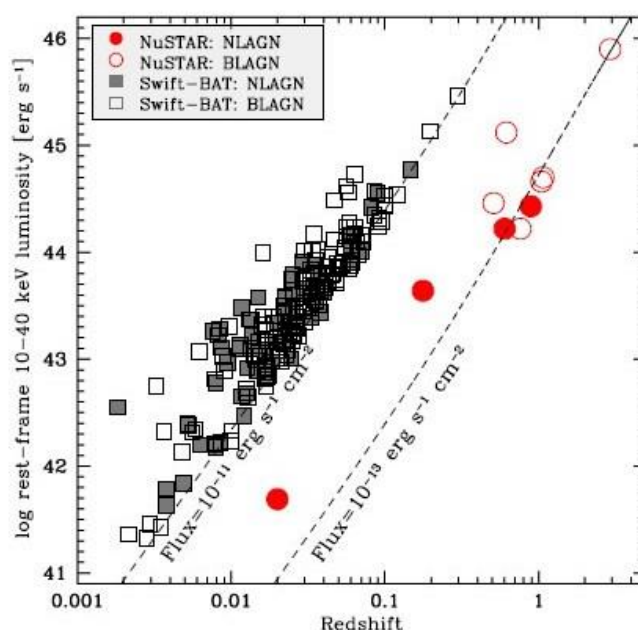
Εικόνα 11. Φάσμα των Compton Thin (τετράγωνα), Compton Thick (τρίγωνα), μη απορροφημένων (κύκλοι) πηγών και του κοσμικού υποβάθρου ακτίνων-X (διακεκομένη).

Το μέσο φάσμα των Compton-thick πηγών (BAT band) περιγράφεται από ένα νόμο δύναμης με εκθέτη 2. Αφού έλαβαν υπόψη διορθώσεις για το ποσοστό των CT αντικειμένων που έχουν χαθεί επειδή μπορεί να είναι τόσο μεγάλο το N_H ώστε να απορροφώνται ακόμα και οι πολύ υψηλές ενέργειες κατέληξαν ότι το ποσοστό των Compton Thick πηγών ($\log N_H > 24$) ανέρχεται στο $20^{+9}_{-6}\%$. Στη παρακάτω εικόνα 12 βλέπουμε τη κατανομή της αρχικής απορρόφησης σε σχέση με τη παρατηρούμενη. Είναι ξεκάθαρο ότι έχουμε μεγαλύτερη διόρθωση στις πολύ απορροφημένες πηγές γιατί αυτές είναι πιθανότερο να μην εντοπιστούν επειδή λόγω της απορρόφησης είναι πολύ αμυδρές.



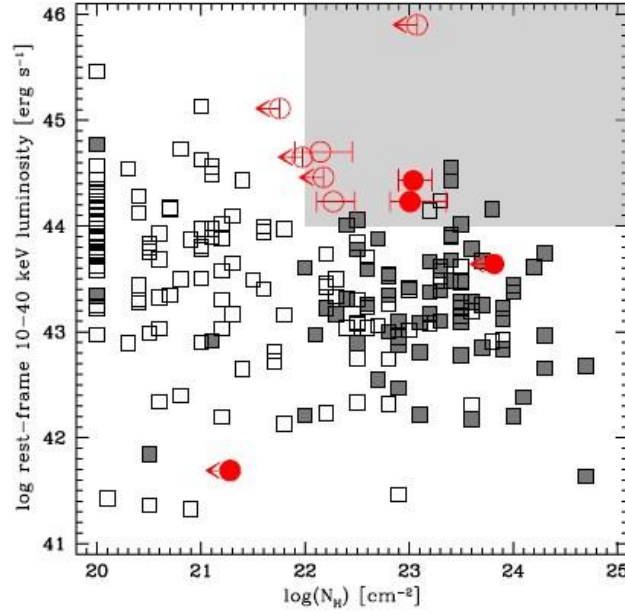
Εικόνα 12. Σύγκριση εγγενούς και παρατηρούμενης πυκνότητας στήλης.

Με τη βοήθεια του Nuclear Spectroscopic Telescope Array (NuSTAR), το οποίο μπορεί να ανιχνεύσει πηγές με ροή τρεις τάξεις μεγέθους αμυδρότερες ($\sim 10^{-13}$ erg/sec/cm²) από το Swift οι Alexander et al., το 2013 δημοσίευσαν μια εργασία στην οποία εκθέτουν τα αποτελέσματα από 10 ταυτοποιήσιμες πηγές σε ενέργειες ≥ 10 keV. Οι πηγές (κύκλοι) αυτές όπως βλέπουμε και στην παρακάτω εικόνα ήταν 100 φορές πιο αμυδρές από όσες έχουν ανιχνευθεί παλαιότερα σε προηγούμενες έρευνες άνω των 10 keV όπως το δείγμα του Swift-BAT του Burlon et al. 2011(τετράγωνα).



Εικόνα 13. Σύγκριση πηγών του NuSTAR (Alexander et al. 2013) και Swift-BAT (Burlon et al. 2011).

Για να επεκτείνουν τα φασματικά δεδομένα των ακτίνων Χ έψαξαν να βρουν δεδομένα για ενέργειες < 10 keV για κάθε μία από τις πηγές που ανίχνευσε ο NuSTAR χρησιμοποιώντας δεδομένα από παρατηρήσεις από το Chandra, Swift-XRT και XMM-Newton. Η ανάλυση των δεδομένων έγινε σε πρώτο στάδιο μόνο από τα δεδομένα του NuSTAR, προσαρμόζοντας τα με ένα μοντέλο νόμου δύναμης (μοντέλο POW στο XSPEC) στις ενέργειες 4-32 keV και 10-40 keV. Στη συνέχεια, για να έχουμε άμεσες πληροφορίες σχετικά με τη παρουσία απορρόφησης, προσάρμοσαν ένα μοντέλο φωτοηλεκτρικής απορρόφησης με ένα νόμο δύναμης (μοντέλο ZWABS*POW στο XSPEC) στα δεδομένα του NuSTAR αλλά και στα δεδομένα που βρήκαν για τις πιο μαλακές ακτίνες Χ της κάθε πηγής. Οι ενεργοί γαλαξίες συχνά απαιτούν πιο πολύπλοκα μοντέλα από ένα απλό απορροφημένο νόμο δύναμης αλλά στην προκειμένη περίπτωση η ποιότητα των δεδομένων για τις πηγές δεν επαρκούσε για να προσαρμοστεί ένα τέτοιο μοντέλο σε κάθε πηγή.



Εικόνα 14. Σύγκριση πηγών του NuSTAR (Alexander et al. 2013) και Swift-BAT (Burlon et al. 2011).

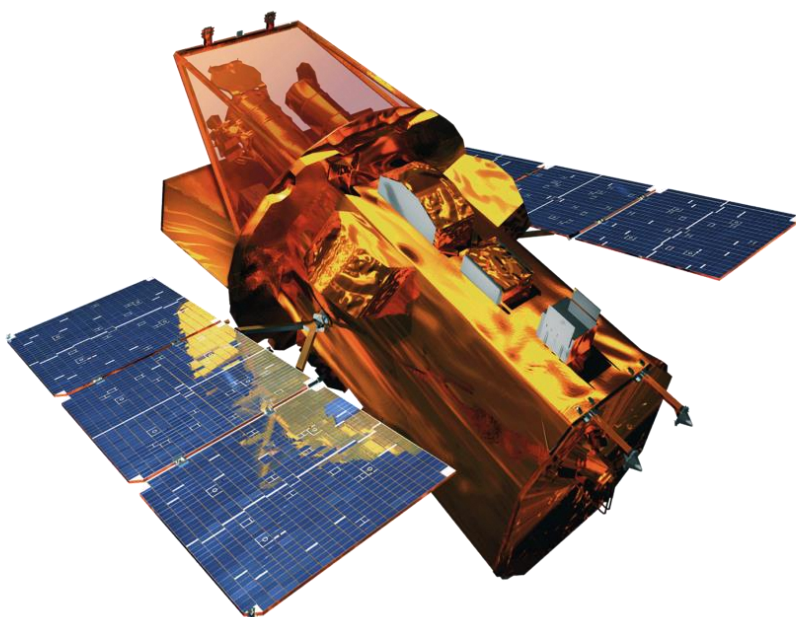
Παρόλο της μεγάλης ευαισθησίας του NuSTAR για ενέργειες ≥ 10 keV που μας δίνει τη δυνατότητα να αναλύσουμε πηγές ανεξαρτήτως της απορρόφησης ακόμα και για πυκνότητες στήλης $N_H \sim (1-3) \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, καμία πηγή δε βρέθηκε να είναι Compton thick ($N_H \geq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$). Τέσσερις από τις δέκα πηγές ($\sim 40^{+32}_{-19}\%$) απαιτούν οι πηγές να είναι απορροφημένες με τιμή $N_H > 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ και οι υπόλοιπες έξι έχουν πυκνότητα στήλης κάτω από το άνω όριο. Το ποσοστό των απορροφημένων ενεργών γαλαξιών με $N_H \geq 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ στο δείγμα από το Swift-BAT του Burlon et al. (2011) είναι $\sim 53^{+4}_{-4}\%$ πράγμα που δηλώνει ότι δεν υπάρχει σημαντική διαφορά μεταξύ των πηγών του NuSTAR και των AGN του Swift-BAT.

2 ΚΕΦΑΛΑΙΟ

ΑΝΑΛΥΣΗ ΔΕΔΟΜΕΝΩΝ

2.1 Swift Gamma-Ray Explorer mission

Το Νοέμβριο του 2004 εκτοξεύτηκε με επιτυχία σε Low-Earth orbit (LEO) ο Swift Gamma-Ray Explorer ο οποίος είναι μια διεθνής συνεργασία στα πλαίσια του Medium Explorer program (MIDEX) υπό την ηγεσία της NASA και με τη συμμετοχή της Ιταλίας και του Ηνωμένου Βασιλείου.



Εικόνα 15. Swift gamma ray burst explorer.

Ο Swift είναι ένα παρατηρητήριο πολλαπλού μήκος κύματος που αφιερώθηκε στην ανίχνευση και στον εντοπισμό των εκλάμψεων ακτίνων γ (GRBs) και των μεταλάμψεων (afterglows) τους, με σκοπό τον προσδιορισμό της προέλευσής τους, την ταξινόμηση τους και μέσω αυτών, τη μελέτη του πρώιμου σύμπαντος. Στους 8 πρώτους μήνες είχε παρατηρήσει πάνω από 45 GRBs ενώ στους 16 περισσότερα από ότι όλες οι προηγούμενες αποστολές μαζί. Παρόλα αυτά, στο χρόνο που μεσολαβεί μεταξύ των GRBs ο Swift χρησιμοποιήθηκε και για άλλες επιστημονικές έρευνες.

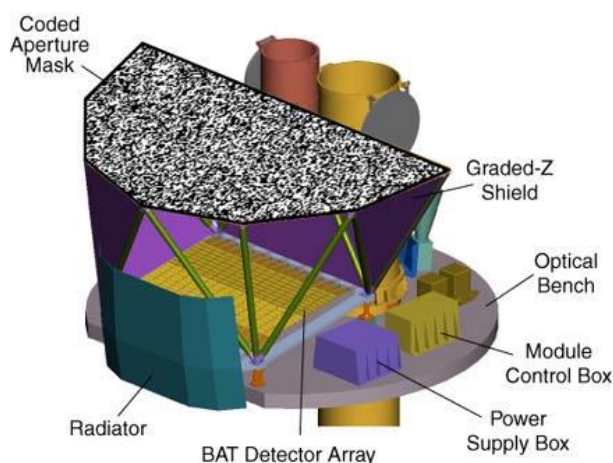
Ο Swift Gamma-Ray Explorer φέρει τρία όργανα για να επιτρέψει την πιο λεπτομερή παρατήρηση των GRBs και των μεταλάμψεων τους. Αυτά είναι τα ακόλουθα:

- ✚ Burst Alert Telescope (BAT).
- ✚ X-Ray Telescope (XRT).
- ✚ Ultra Violet Optical Telescope (UVOT).

Η γενική στρατηγική είναι η παρατήρηση προσχεδιασμένων στόχων με το τηλεσκόπιο ακτίνων Χ (XRT) έως ότου μία νέα έκλαμψη ακτίνων γ ανακαλυφθεί από το BAT, όπου στη συνέχεια το σκάφος περιστρέφεται ξανά για να εστιάσει στις καινούργιες συντεταγμένες με σκοπό τη μελέτη της από τα όργανα με μικρότερο οπτικό πεδίο XRT και UVOT μέχρι η μετάλαμψη του GRB να πέσει κάτω από το όριο ανίχνευσης, αναμεταδίδοντας παράλληλα το σήμα για την ακριβή τοποθεσία της έκλαμψης στη Γή επιτρέποντας έτσι στα επίγεια και μη τηλεσκόπια να προσανατολιστούν και αυτά κατάλληλα για παρατήρηση. Χάρη σε αυτή την αυτοματοποιημένη περιστροφή του σε κάθε καινούργιο στόχο- έκλαμψη ο Swift πήρε και το όνομά του.

- *Burst Alert Telescope (BAT)*

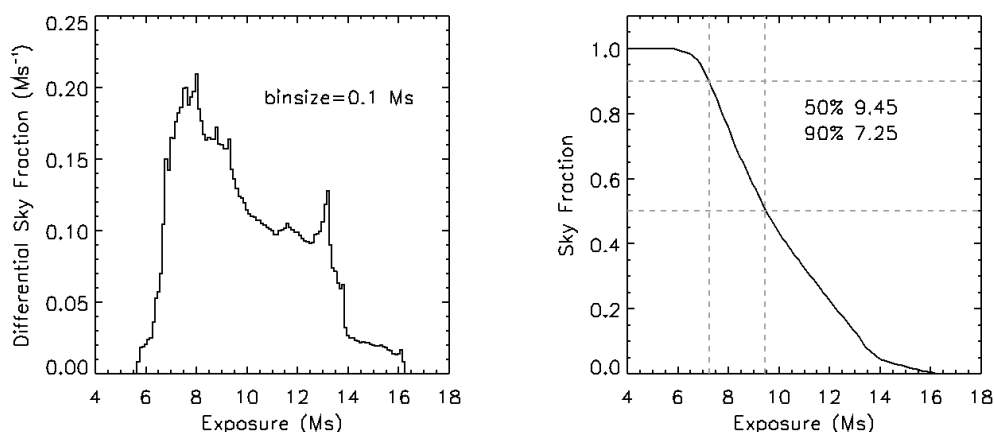
Το BAT σχεδιάστηκε και κατασκευάστηκε στο Goddard Space Flight Center. Ανιχνεύει εκλάμψεις ακτίνων γ και υπολογίζει με ακρίβεια τις συντεταγμένες τους στον ουρανό.



Εικόνα 16. Σχηματική αναπαράσταση του Burst Alert Telescope (BAT).

Το ευαίσθητο και πολύ ευρύ οπτικό πεδίο του (~1/6 ολόκληρου του ουρανού) προσφέρει κάλυψη σε ένα σχετικά μεγάλο τμήμα του ουρανού με ένα μόνο pointing. Μέσα σε λίγα δευτερόλεπτα από το γεγονός, το BAT

μπορεί να υπολογίσει και να εντοπίσει τη θέση της έκλαμψης με ακρίβεια 1-4 arcmin ώστε να περιστραφεί το διαστημόπλοιο και να στοχεύσουν το γεγονός τα δύο “στενότερα” όργανα του Swift, το XRT και το UVOT για τη συνέχεια της παρατήρησης.



Εικόνα 17. Αριστερά: Κατανομή του χρόνου έκθεσης των 70 μηνών παρατήρησης από το Swift-BAT σε όλο τον ουρανό. Δεξιά: Το τμήμα του ουρανού το οποίο έχει καλυφθεί συναρτήσει του χρόνου έκθεσης.

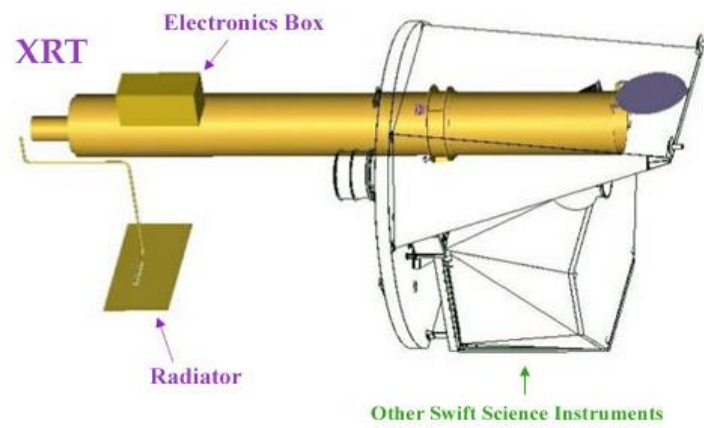
Το όργανο BAT αποτελείται από μια συστοιχία 5200 cm² με 4×4 mm² CdZnTe στοιχεία τα οποία είναι τοποθετημένα πίσω από μια μάσκα κωδικοποιημένου διαφράγματος επιφάνειας 2.7 mm² με Point Spread Function (PSF) των 17 arcmin. Στο χρόνο κατά τον οποίο δεν έχουμε κάποιο γεγονός, το BAT ανιχνεύει σκληρές ακτίνες Χ από όλο τον ουρανό χάρη στο μεγάλο εύρος ενεργειών του που κυμαίνεται από 14 έως 195 keV.

ΠΙΝΑΚΑΣ 2

Παραμετροι	Τιμή	Περιγραφή
Εύρος ενέργειας	14-195 keV	
Οπτικό πεδίο (FOV)	~1.18 sr	
Ανιχνευτής	5243 cm ²	32768 ανιχνευτές CdZnTe
Λειτουργία ανιχνευτή	0,2 φωτόνια/s/cm ²	Καταμέτρηση φωτονίων
Ακρίβεια τοποθεσίας	1-4 arcmin	
Coded mask	~52000 πλακίδια	5mm×5mm×1mm Pb
PSF	22 arcmin	Στο κέντρο του πεδίου
	14 arcmin	Στα άκρα του πεδίου
Ανιχνευμένες εκλάμψεις	>100 yr ⁻¹	

- X-Ray Telescope (XRT)

Το X-Ray Telescope είναι ένας ευαίσθητος, αυτόνομος ανιχνευτής που προήλθε μέσα από τη συνεργασία των Penn State University, University of Leicester και Osservatorio Astronomico de Brera. Πρόκειται για ένα τηλεσκόπιο τύπου Walter I, οπτικού πεδίου 23.6×23.6 arcmin και ανάλυσης 12 arcsec το οποίο μέσα από 12 ένθετους καθρέπτες καταλήγει σε ένα ανιχνευτή συζευγμένου φορτίου (CCD) παρόμοιο με αυτόν της κάμερας EPIC MOS του XMM-Newton.

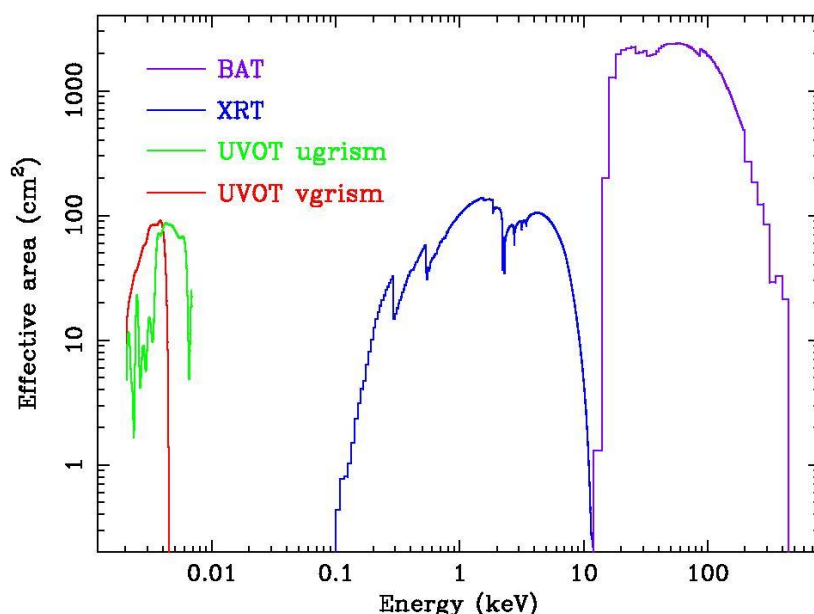


Εικόνα 18. Σχηματική αναπαράσταση του X-Ray Telescope (XRT).

Μπορεί να μας παρέχει εικόνες αλλά και φασματική ανάλυση σε ένα εύρος ενεργειών που κυμαίνεται από 0.2 μέχρι 10 keV, δηλαδή στις μαλακές ακτίνες X. Το XRT μπορεί να εντοπίσει GRBs με ακρίβεια 3 arcsec μέσα σε λίγα δευτερόλεπτα.

- Ultra Violet Optical Telescope (UVOT)

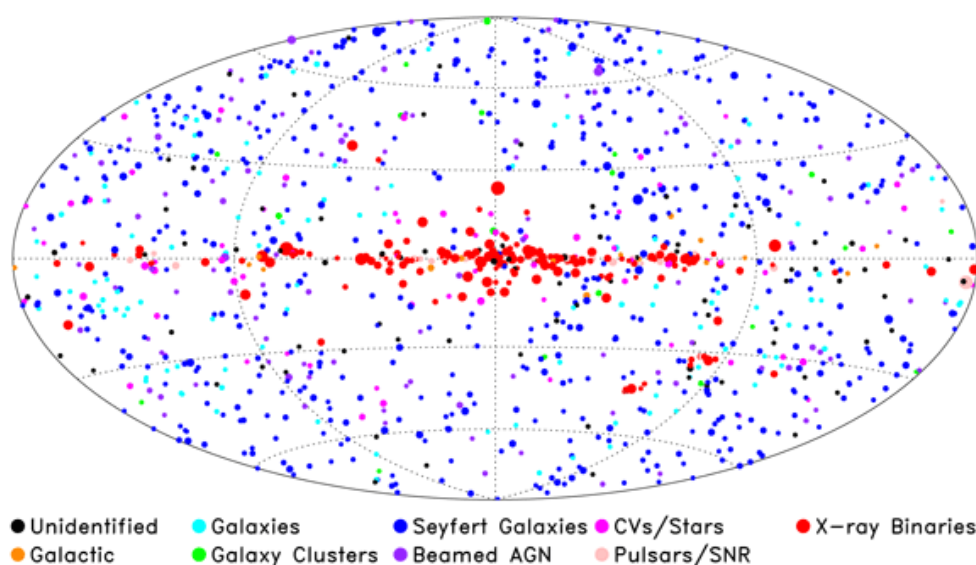
Το UVOT καθιστά το Swift ένα παρατηρητήριο πολλαπλού μήκος κύματος. Απόλυτα ευθυγραμμισμένο με το ΧRT, το UVOT παρέχει ταυτόχρονη κάλυψη στο οπτικό (170-650nm) αλλά και στο υπεριώδες μέρος του φάσματος σε ένα πεδίο 17×17 arcmin. Με τον ανιχνευτή καταμέτρησης φωτονίων, το UVOT είναι σε θέση να μας παρέχει πληροφορίες σχετικά με την προέλευση και το χρονοδιάγραμμα των φωτονίων. Ο τρόπος λειτουργίας του θυμίζει πιο πολύ τηλεσκόπιο ακτίνων Χ παρά ένα τυπικό οπτικό τηλεσκόπιο.



Εικόνα 19. Περιοχή αποτελεσματικότητας για τα όργανα του τηλεσκοπίου Swift.

2.2 Το δείγμα / Data Sample

Τα δεδομένα που επεξεργαστήκαμε, τα αποκτήσαμε από τον κατάλογο του Baumgartner et al. 2013 μετά από έρευνα του τηλεσκοπίου Swift-BAT που διήρκεσε 70 μηνες (Swift BAT 70-Month Hard X-ray Survey). Συνολικά ανιχνεύθηκαν 1171 πηγές (περισσότερες από τις διπλάσιες πηγές που είχαν συμπεριληφθεί στον 22 μηνών κατάλογο) στην ενεργειακή μπάντα των 14-195 keV, στο όριο των 4.8σ και αντιστοιχήθηκαν με 1210 οπτικές πηγές. Η έρευνα των 70 μηνών του Swift-BAT είναι η πιο ολοκληρωμένη και ευαίσθητη παρατήρηση σκληρών ακτίνων Χ που έχει γίνει και φτάνει στο όριο ροής των 1.03×10^{-11} erg/sec/cm² για το 50% του ουρανού και 1.34×10^{-11} erg/sec/cm² για το 90%. Η πλειοψηφία των νέων πηγών συνεχίζει να είναι ενεργοί γαλαξίες με αριθμό που ξεπερνάει τις 700.



Εικόνα 20. Ταξινόμηση των πηγών από την 70-μηνών παρατήρηση του Swift-BAT σε όλο τον ουρανό.

Η εικόνα 20 δείχνει τη κατανομή των πηγών στον ουρανό από την 70 μηνών παρατήρηση σε γαλαξιακές συντεταγμένες, ακολουθώντας χρωματική κωδικοποίηση σύμφωνα με τον τύπο αλλά και το μέγεθος του συμβόλου να είναι ανάλογο της ροής της κάθε πηγής στην ενεργειακή μπάντα των 14-195 keV. Ο πίνακας 3 παρουσιάζει τη κατανομή των αντικειμένων σύμφωνα με τον τύπο της κάθε πηγής.

ΠΙΝΑΚΑΣ 3

Class	Source Type	Number
0	Unknown	65
1	Galactic	23
2	Galaxies	111
3	Galaxy Cluster	19
4	Seyfert I (Sy 1.0-1.5)	292
5	Seyfert II (Sy 1.7-2.0)	261
6	Other AGN	23
7	Blazar/BI Lac	49
8	QSO	86
9	Cataclysmic Variable Star (CV)	55
10	Pulsar	20
11	Supernova Remnant (SNR)	6
12	Star	14
13	High Mass X-ray Binary (HMXB)	85
14	Low Mass X-ray Binary (LMXB)	84
15	Other X-ray Binary (XRB)	17
Total		1210

Αφού κάναμε λήψη των δεδομένων για τις κατηγορίες 2, 4, 5, 6 που αναλογούν στους Γαλαξίες, Seyfert I, Seyfert II και other AGN αντίστοιχα αποκλείοντας όλους τους ραδιοισχυρούς γαλαξίες λόγω του ότι οι φυσικές διεργασίες είναι τελείως διαφορετικές, προσπαθήσαμε να βρούμε δεδομένα για αυτά τα αντικείμενα στον κατάλογο 1SXPS του ΧRT. Η προσθήκη των δεδομένων από το ΧRT διευκολύνει σε μεγάλο βαθμό τη δυνατότητα ανίχνευσης των CT πηγών γιατί έχουμε στη διάθεσή μας περισσότερα δεδομένα και μπορούμε να επεκτείνουμε το εύρος ενεργειών και στις μαλακές ακτίνες Χ (0.2-10.0 keV). Όπως βλέπουμε και στο παρακάτω πίνακα 4 αυτό δε κατέστη δυνατόν για όλες τις πηγές. Περίπου το 85% των πηγών μας έχουν δεδομένα που προέρχονται από παρατηρήσεις από το ΧRT.

ΠΙΝΑΚΑΣ 4

Τύπος	BAT	XRT	%
Sy I	292	243	83
Sy II	261	239	92
Galaxies	111	72	65
Other AGN	13	13	100
Total	677	567	84

2.3 Φασματοσκοπία (Spectral Analysis)

Έχοντας δημιουργήσει την τελική λίστα των πηγών που περιέχουν δεδομένα από το BAT και από το ΧRT μπορούμε να προχωρήσουμε στην εξαγωγή και στην ανάλυση των φασμάτων τους έτσι ώστε να ανιχνεύσουμε και να καταγράψουμε τις Compton Thick πηγές που προκύπτουν από την προσαρμογή των μοντέλων έχοντας στη διάθεσή μας περισσότερα δεδομένα (BAT+ΧRT) σε σχέση με προηγούμενες δουλειές όπως των Burlon et al. (2011, 36-month survey) και Tueller et al. (2010, 22-month survey).

2.3.1 Λογισμικό XSPEC

Η ανάλυση και η προσαρμογή των φασμάτων έγινε με την βοήθεια του λογισμικού XSPEC v.12.8.2. Πρόκειται για ένα λογισμικό το οποίο μέσα από ένα πακέτο εντολών αναλύει φάσματα ακτίνων-Χ λαμβάνοντας υπόψη τα χαρακτηριστικά του ανιχνευτή και έτσι μπορεί να χρησιμοποιηθεί για όλες τις αποστολές και με αυτό τον τρόπο μπορεί να ανταποκριθεί για κάθε φασματογράφο.

Παρόλο που χρησιμοποιούμε τον ανιχνευτή για να μελετήσουμε το φάσμα μιας πηγής, αυτό που ο φασματογράφος λαμβάνει δεν είναι το πραγματικό φάσμα αλλά ο αριθμός των φωτονίων (C) μέσα στα συγκεκριμένα κανάλια του οργάνου (I). Το παρατηρούμενο φάσμα σχετίζεται με το πραγματικό φάσμα της πηγής ($f(E)$) από τη παρακάτω εξίσωση:

$$C(I) = \int_0^{\infty} f(E) R(I, E) dE$$

Όπου $R(I, E)$ είναι η απόκριση του οργάνου (instrumental response) και είναι ανάλογη με τη πιθανότητα ένα εισερχόμενο φωτόνιο ενέργειας E να ανιχνευθεί στο κανάλι I . Ιδανικά, θα θέλαμε να προσδιορίσουμε το πραγματικό φάσμα μιας πηγής $f(E)$ αντιστρέφοντας την εξίσωση. Δυστυχώς όμως αυτό δεν είναι δυνατό. Η εναλλακτική λύση είναι να επιλέξουμε ένα φασματικό μοντέλο που περιγράφεται από ορισμένες παραμέτρους και να το προσαρμόσουμε στα δεδομένα που λαμβάνει ο φασματογράφος. Για κάθε φασματικό μοντέλο, ένα προβλεπόμενο φάσμα φωτονίων ($C_p(I)$) υπολογίζεται και συγκρίνεται με τα παρατηρησιακά δεδομένα $C(I)$.

2.3.2 Φασματική Προσαρμογή (Spectral fitting)

Όταν προσαρμόζουμε ένα μοντέλο στα φάσμα μας πρέπει να εξετάσουμε κατά πόσο ανταποκρίνεται στη πραγματικότητα δηλαδή κατά πόσο είναι στατιστικά αποδεκτό. Θα πρέπει η nullhypothesis να είναι περίπου 1. Στην παρατηρησιακή Αστρονομία προσεγγιστικά θεωρούμε ότι μία πιθανότητα περίπου 5% αποτελεί ένα αποδεκτό fit. Σε περιπτώσεις που το μοντέλο που προσαρμόζουμε δεν είναι στατιστικά αποδεκτό το αντακαθιστούμε με ένα πιο σύνθετο μοντέλο (π.χ. προσθέτουμε ένα δεύτερο νόμο δύναμης).

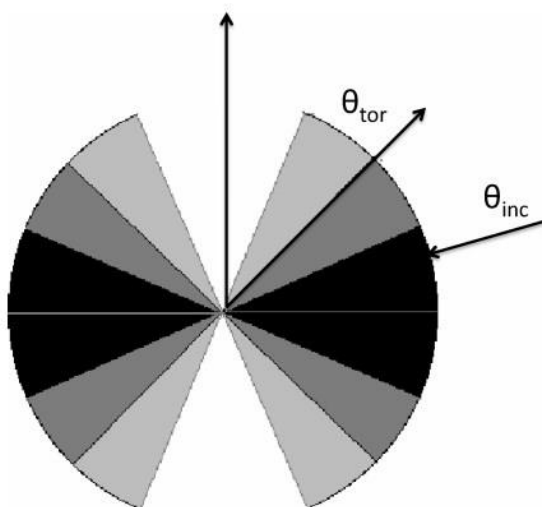
Αρχικά, για να έχουμε μία πρώτη εκτίμηση για το κατά πόσο είναι απορροφημένες οι πηγές μας, προσαρμόσαμε στα φάσματά μας ένα μοντέλο νόμου δύναμης με φωτοηλεκτρική απορρόφηση ($w_a \times \rho_0$) που περιγράφεται σύμφωνα με την παρακάτω εξίσωση:

$$N(E) = K E^{-\Gamma} \cdot e^{-\sigma(E) N_H}$$

Σε αυτό το φασματικό μοντέλο οι ελεύθεροι παράμετροι είναι:

- ❖ η πυκνότητα στήλης N_H (Column Density) ατομικού ή μοριακού υδρογόνου.
- ❖ ο δείκτης φάσματος Γ (Photon Index).
- ❖ Και K η σταθερά κανονικοποίησης (normalisation) που ορίζεται ως ο αριθμός φωτονίων/cm²/keV/sec ενέργειας 1 keV.

Στη συνέχεια, στις πηγές για τις οποίες έχουμε ενδείξεις ότι μπορεί να είναι CT δηλαδή σύμφωνα με τη προηγούμενη ανάλυση μπορεί το $N_H > 10^{24}$ cm⁻² προσαρμόσαμε το μοντέλο TORUS των Brightman & Nandra (2011) (§1.2.2), το οποίο είναι εξιδεικευμένο για τις πολύ απορροφημένες πηγές. Το μοντέλο αυτό χρησιμοποιεί προσομοιώσεις Monte-Carlo που λαμβάνουν υπόψη τα φαινόμενα της φωτοηλεκτρικής απορρόφησης, της σκέδασης Compton καθώς και τη γεωμετρία όπως βλέπουμε στη παρακάτω εικόνα. Επιπλέον το μοντέλο TORUS περιλαμβάνει τη γραμμή εκπομπής Fe K_α (6.4 keV) αλλά και την Fe K_β (7.06 keV).



Εικόνα 21. Γεωμετρία του επισκιασμένου υλικού που λαμβάνει υπόψη τα μοντέλα TORUS.

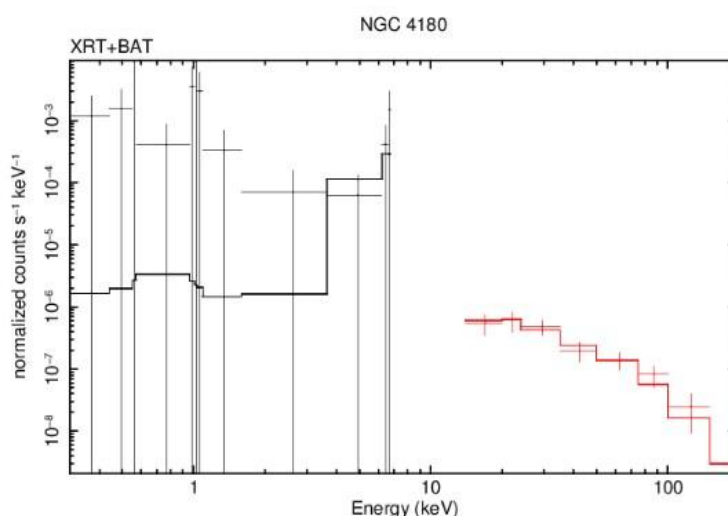
Οι παράμετροι του μοντέλου TORUS είναι:

- ❖ Η πυκνότητα στήλης κατά μήκος της ευθείας παρατήρησης του ουδέτερου υλικού ($10^{20} \leq N_H \leq 10^{26} \text{ cm}^{-2}$).
- ❖ Ο φασματικός δείκτης του νόμου δύναμης ($1 \leq \Gamma \leq 3$).
- ❖ Η γωνία ανοίγματος του τόρου ($25.8 \leq \theta_{\text{tor}} \leq 84.3$), την οποία κρατήσαμε σταθερή (fixed) στις 60° .
- ❖ Η γωνία κλίσης του τόρου ($18.2 \leq \theta_i \leq 87.1$), την οποία κρατήσαμε σταθερή (fixed) στις 80° .

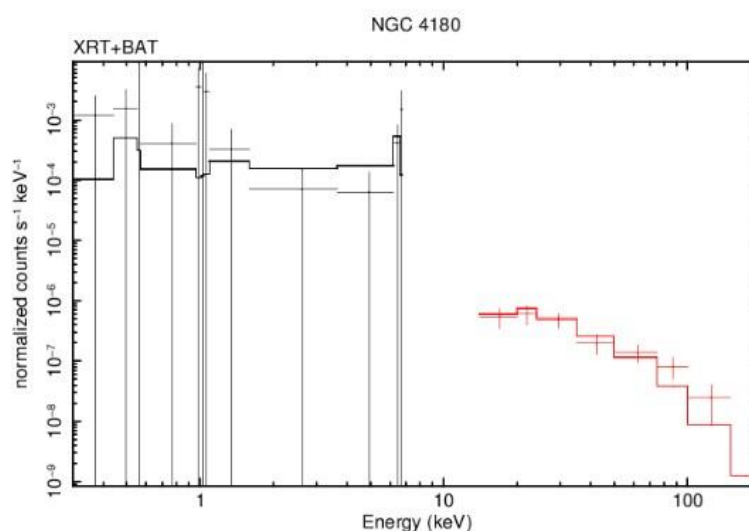
Κρατώντας τις γωνίες ανοίγματος και κλίσης του τόρου σταθερές στις παραπάνω τιμές σημαίνει ότι βλέπουμε το τόρο από το πιο παχύ του σημείο.

Η στατιστική που χρησιμοποιήσαμε για να δούμε κατά πόσο το μοντέλο ανταποκρίνεται στα φάσματα είναι η Cash statistic (C-STAT, Cash 1979), η οποία χρησιμοποιεί την κατανομή πιθανότητας Poisson και ως εκ τούτου είναι πιο κατάλληλη για χαμηλό αριθμό counts ανά bin. Επιπλέον, ο Tozzi et al. (2006) χρησιμοποιώντας προσομοιώσεις έδειξε ότι για χαμηλό αριθμό count οι φασματικοί παράμετροι που παρουσιάζονται από τη Cash statistic είναι πιο αξιόπιστες από αυτές της πιο συνηθισμένης χ^2 στατιστικής (Chi square).

Στις παρακάτω εικόνες βλέπουμε χαρακτηριστικά την προσαρμογή του μοντέλου ενός απορροφημένου νόμου δύναμης, σε σύγκριση με το μοντέλο TORUS αντίστοιχα, στο φάσμα του γαλαξία NGC 4180 όπου για πρώτη φορά αναγνωρίζεται ως Compton Thick.



Εικόνα 22. Φασματική προσαρμογή του μοντέλου ενός απορροφημένου νόμου δύναμης (waκρο) στο γαλαξία NGC 4180.



Εικόνα 23. Φασματική προσαρμογή του μοντέλου TORUS στο γαλαξία NGC 4180.

Συνολικά, από το δείγμα μας αναγνωρίστηκαν ως Compton Thick, 43 πηγές που ανήκουν στις εξής κατηγορίες:

ΠΙΝΑΚΑΣ 5

CT πηγές	N
Seyfert I	4
Seyfert II	33
Galaxies	4
Other AGN	2

Το ότι βρήκαμε CT πηγές που ανήκουν στη κατηγορία των Seyfert I και Galaxies υποδηλώνει ότι η ταξινόμησή τους σε αυτές τις κατηγορίες από το κατάλογο του Swift-BAT είναι λανθασμένη. Στους παρακάτω πίνακες 6 και 7 βλέπουμε τα χαρακτηριστικά των πηγών που αναγνωρίστηκαν ως Compton Thick και τις φασματικές παραμέτρους τους αντίστοιχα. Για τον πίνακα 6 η πρώτη στήλη περιλαμβάνει την αριθμητική κατάταξη των πηγών, η δεύτερη την ομόλογη ονομασία της κάθε πηγής, η τρίτη και η τέταρτη τις γαλαξιακές συντεταγμένες ορθή αναφορά (Right ascension) και απόκλιση (Declination) αντίστοιχα. Επιπλέον στη πέμπτη στήλη παρουσιάζονται οι τιμές της ερυθράς μετατόπισης και τέλος η κατάταξη των αντικειμένων όπως προκύπτουν από τον κατάλογο των 70 μηνών του Baumgartner et al. (2013) από το Swift-BAT και οι αναφορές που υπάρχουν για τις πηγές σε προηγούμενες εργασίες.

ΠΙΝΑΚΑΣ 6
ΧΑΡΑΚΤΗΡΙΣΤΙΚΑ ΤΩΝ CT ΠΗΓΩΝ

Src (1)	Counterpart Name (2)	R.a. (J2000) (3)	Decl. (J2000) (4)	Redshift z (5)	Class (6)	Ref. (7)
1.	NGC 3079	150.503	55.651	0.0037	5	12,8,9
2.	NGC 3393	162.105	-25.180	0.0125	5	14,12,9
3.	NGC 4945	196.341	-49.472	0.0019	5	17,12,7,9
4.	NGC 5728	220.613	-17.270	0.0093	5	10
5.	NGC 6240	253.267	2.407	0.0245	5	16,8,9
6.	MCG -07-03-007	16.369	-42.167	0.0302	5	
7.	MCG+06-16-028	108.545	35.292	0.0157	5	
8.	NGC 4941	196.079	-5.529	0.0037	5	19
9.	IC 0751	179.716	42.570	0.0312	5	3
10.	2MASX J00253292+6821442	6.477	68.384	0.0120	5	
11.	3C033	17.185	13.360	0.0597	5	
12.	ESO 244-IG 030	22.430	-42.324	0.0256	5	
13.	NGC 788	30.262	-6.806	0.0136	5	11
14.	ARP 318	32.376	-10.161	0.0132	5	
15.	2MFGC 02280	42.636	54.708	0.0152	5	
16.	NGC 1106	42.677	41.708	0.0145	5	
17.	NGC 1125	42.928	-16.633	0.0110	5	
18.	ESO 426- G 002	95.938	-32.193	0.0224	5	
19.	2MASX J06561197-4919499	104.091	-49.316	0.0410	5	
20.	2MASX J08434495+3549421	130.909	35.862	0.0540	5	
21.	NGC 3081	149.858	-22.847	0.0080	5	
22.	IGR J14175-4641	214.233	-46.659	0.0760	5	
23.	NGC 5643	218.193	-44.207	0.0040	5	4,1
24.	ESO 137- G 034	248.751	-58.070	0.0090	5	
25.	MCG +04-48-002	307.134	25.753	0.0139	5	
26.	ESO 234-IG 063	310.011	-51.418	0.0537	5	
27.	NGC 7130	327.084	-34.897	0.0162	5	15
28.	NGC 7479	346.228	12.330	0.0079	5	13,2,8
29.	2MASX J23222444-0645375	350.643	-6.759	0.0330	5	
30.	NGC 1068	40.663	-0.020	0.0038	5	12,15,7,8,9
31.	Mrk 78	115.759	65.209	0.0371	5	18
32.	2MASX J08181469+0122266	124.570	1.383	0.0890	5	
33.	CGCG 187-022	183.275	32.642	0.0249	5	
34.	NGC 424	17.853	-38.127	0.0118	4	6,1,15,8,9
35.	NGC 1194	45.938	-1.136	0.0136	4	13,8
36.	MCG +10-14-025	143.983	61.335	0.0394	4	
37.	NGC 7212 NED02	331.813	10.217	0.0267	4	12
38.	NGC 2788A	135.655	-68.229	0.0133	2	
39.	ESO 317- G 041	157.882	-42.076	0.0193	2	

40.	SDSS J103315.71+525217.8	158.526	52.973	0.0653	2	
41.	NGC 3588 NED01	168.530	20.372	0.0262	2	
42.	NGC 4180	183.228	7.031	0.0070	6	
43.	Circinus Galaxy	213.287	-65.331	0.0014	6	5,12,7,9

References. [1] Ajello et al. 2012; [2] Akylas et al. 2009; [3] Alexander et al. 2013; [4] Annuar et al. 2015; [5] Arévalo et al. 2014; [6] Balokovic et al. 2014; [7] Beckmann et al. 2006; [8] Brightman et al. 2011; [9] Burlon et al. 2011; [10] Comastri et al. 2010; [11] de Rosa et al. 2008; [12] Della Ceca et al. 2008; [13] Georgantopoulos et al. 2011; [14] Koss et al. 2015; [15] LaMassa et al. 2011; [16] Puccetti et al. 2015; [17] Puccetti et al. 2014; [18] Singh et al. 2011; [19] Vasudevan et al. 2013

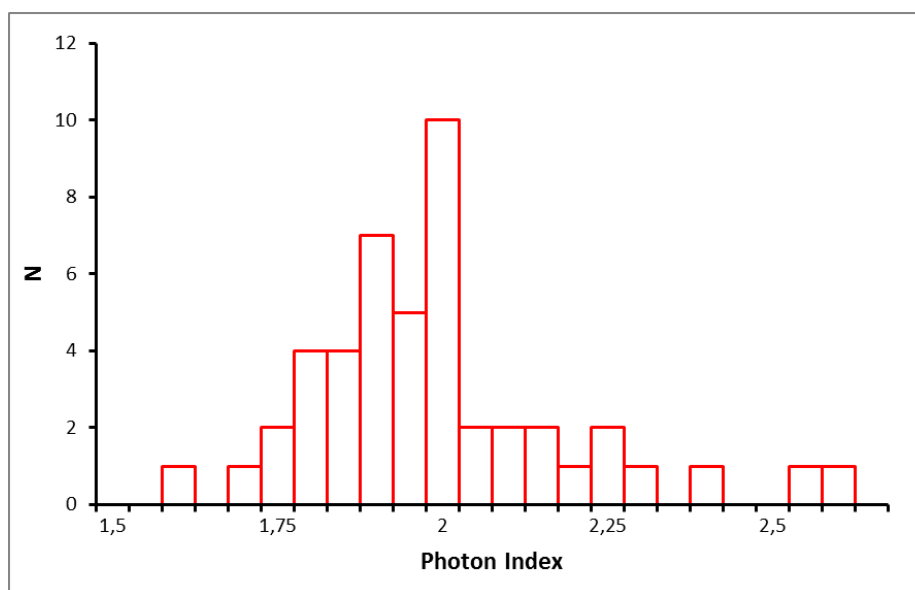
ΠΙΝΑΚΑΣ 7

ΠΑΡΑΜΕΤΡΟΙ ΦΑΣΜΑΤΙΚΗΣ ΠΡΟΣΑΡΜΟΓΗΣ ΤΩΝ CT ΠΗΓΩΝ

Src (1)	Counterpart Name (2)	Ph. Index Γ (3)	N_H $\times 10^{22} \text{atoms/cm}^2$ (4)	cstat/dof (5)
1.	NGC 3079	$1.97^{+0.11}_{-0.06}$	$224.7^{+76.8}_{-39.5}$	111.4/96
2.	NGC 3393	$2.10^{+0.05}_{-0.07}$	$223.8^{+26.2}_{-54.5}$	180.4/136
3.	NGC 4945	$1.72^{+0.03}_{-0.05}$	$306.0^{+50.1}_{-34.9}$	156.4/179
4.	NGC 5728	$1.76^{+0.10}_{-0.01}$	$112.0^{+14.4}_{-1.1}$	532.7/501
5.	NGC 6240	$1.59^{+0.03}_{-0.02}$	$113.1^{+13.6}_{-4.0}$	743.6/611
6.	MCG -07-03-007	$1.92^{+0.18}_{-0.09}$	$122.1^{+486.5}_{-3.8}$	36.4/35
7.	MCG +06-16-028	$1.92^{+0.14}_{-0.92}$	$118.9^{+516.4}_{-118.8}$	88.7/74
8.	NGC 4941	$1.96^{+0.19}_{-0.14}$	$98.3^{+228.1}_{-22.3}$	25.0/25
9.	IC 0751	$1.73^{+0.18}_{-0.69}$	$63.5^{+38.6}_{-61.2}$	43.8/33
10.	2MASX J00253292+6821442	$1.90^{+0.22}_{-0.25}$	$76.0^{+75.5}_{-34.4}$	36.3/26
11.	3C 033	$1.98^{+0.19}_{-0.14}$	$75.9^{+37.1}_{-7.2}$	62.2/61
12.	ESO 244-IG 030	$2.20^{+0.20}_{-0.05}$	$125.9^{+56.0}_{-16.4}$	36.1/25
13.	NGC 788	$2.00^{+0.10}_{-0.03}$	$137.8^{+29.4}_{-23.6}$	79.1/72
14.	ARP 318	$1.68^{+0.22}_{-0.14}$	$64.0^{+28.9}_{-13.0}$	50.8/40
15.	2MFGC 02280	$1.71^{+0.10}_{-0.13}$	$120.6^{+26.2}_{-20.3}$	55.5/51
16.	NGC 1106	$1.91^{+0.09}_{-1.11}$	$191.4^{+115.7}_{-32.6}$	130.1/108
17.	NGC 1125	$2.15^{+0.10}_{-0.16}$	$222.9^{+311.4}_{-57.9}$	32.7/29
18.	ESO 426- G 002	$1.91^{+0.08}_{-0.10}$	$101.5^{+17.8}_{-11.8}$	152.6/105
19.	2MASX J06561197-4919499	$1.87^{+0.19}_{-0.13}$	$109.4^{+53.2}_{-22.0}$	18.3/13
20.	2MASX J08434495+3549421	$2.00^{+0.28}_{-0.10}$	$70.9^{+53.6}_{-12.7}$	74.4/49
21.	NGC 3081	$2.02^{+0.07}_{-0.08}$	$157.8^{+28.7}_{-20.0}$	140.1/152
22.	IGR J14175-4641	$2.00^{+0.16}_{-0.18}$	$158.6^{+92.6}_{-25.1}$	31.6/19
23.	NGC 5643	$1.92^{+0.19}_{-0.11}$	$117.3^{+609.6}_{-12.8}$	54.5/60

24.	ESO 137- G 034	$1.83^{+0.24}_{-0.05}$	$107.1^{+54.7}_{-13.2}$	63.4/53
25.	MCG +04-48-002	$1.80^{+0.10}_{-0.03}$	$92.2^{+9.7}_{-7.8}$	130.5/137
26.	ESO 234-IG 063	$2.40^{+0.18}_{-0.10}$	$107.1^{+41.4}_{-10.4}$	57.9/61
27.	NGC 7130	$2.11^{+0.07}_{-0.08}$	$158.5^{+75.7}_{-5.0}$	139.9/135
28.	NGC 7479	$1.91^{+0.09}_{-0.11}$	$155.6^{+56.8}_{-23.0}$	110.8/84
29.	2MASX J23222444-0645375	$2.00^{+0.25}_{-0.06}$	$72.0^{+44.1}_{-10.9}$	60.9/21
30.	NGC 1068	$2.96^{+0.03}_{-0.01}$	$140.0^{+180.7}_{-1.0}$	996.5/467
31.	Mrk 78	$2.01^{+0.23}_{-0.02}$	$94.7^{+647.9}_{-10.9}$	71.1/69
32.	2MASX J08181469+0122266	$1.79^{+0.14}_{-0.13}$	$191.5^{+86.8}_{-33.5}$	26.8/8
33.	CGCG 187-022	$1.80^{+0.15}_{-0.10}$	$1170.9^{+7388.6}_{-447.2}$	47.4/14
34.	NGC 424	$2.20^{+0.23}_{-0.12}$	$100.3^{+44.1}_{-16.0}$	89.6/97
35.	NGC 1194	$2.15^{+0.06}_{-0.19}$	$139.5^{+48.4}_{-33.4}$	117.5/154
36.	MCG +10-14-025	$2.10^{+0.27}_{-0.10}$	$73.7^{+41.8}_{-7.3}$	51.3/38
37.	NGC 7212 NED02	$2.20^{+0.08}_{-1.12}$	$1710.3^{+7979.6}_{-1.0}$	60.0/34
38.	NGC 2788A	$1.79^{+0.17}_{-0.19}$	$133.2^{+3576.4}_{-7.3}$	21.6/8
39.	ESO 317- G 041	$2.02^{+0.23}_{-0.05}$	$119.6^{+106.0}_{-10.1}$	25.3/15
40.	SDSS J103315.71+525217.8	$2.27^{+0.15}_{-0.30}$	$228.9^{+966.7}_{-60.4}$	32.4/12
41.	NGC 3588 NED01	$2.02^{+0.05}_{-0.23}$	$890.4^{+9015.2}_{-78.9}$	31.6/10
42.	NGC 4180	$1.77^{+0.20}_{-0.41}$	$117.2^{+107.8}_{-76.2}$	16.9/13
43.	Circinus Galaxy	$2.20^{+0.01}_{-0.02}$	$1023.8^{+177.3}_{-86.0}$	1289.9/716

Στο παρακάτω διάγραμμα παραθέτουμε την κατανομή του δείκτη φάσματος των Compton Thick πηγών. Βλέπουμε ότι σε γενικές γραμμές οι πηγές έχουν μαλακό φάσμα με δείκτη φάσματος ~ 1.9 -2.0.



Εικόνα 24. Κατανομή του δείκτη φάσματος στις Compton Thick πηγές.

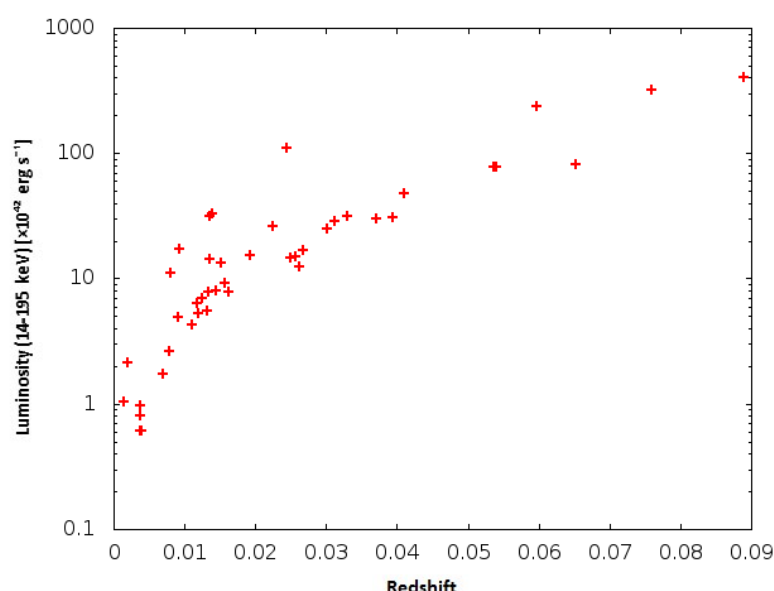
Στη συνέχεια, υπολογίσαμε τις ροές και τις λαμπρότητες στις ενεργειακές περιοχές 14-195 keV και 20-40 keV και παραθέτονται στο παρακάτω πίνακα 8, με τις ροές των CT πηγών σε μονάδες $\times 10^{-11} \text{erg/s/cm}^2$. Οι λαμπρότητες υπολογίστηκαν σε μονάδες $1.0 \times 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ χρησιμοποιώντας τις τιμές της ροής και της ερυθρομετατόπισης (redshift) κάθε πηγής ενώ οι κοσμολογικές σταθερές είναι $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.30$ και $\Omega_\Lambda = 0.70$.

ΠΙΝΑΚΑΣ 8

ΡΟΕΣ ΚΑΙ ΛΑΜΠΡΟΤΗΤΕΣ ΤΩΝ CT ΠΗΓΩΝ ΜΕΣΩ ΦΑΣΜΑΤΙΚΗΣ ΠΡΟΣΑΡΜΟΓΗΣ

Src # (1)	Counterpart Name (2)	Flux 14-195 keV (3)	Flux 20-40 keV (4)	Luminosity 14-195 keV (5)	Luminosity 20-40 keV (6)
1.	NGC 3079	$3.23^{+0.30}_{-0.25}$	$0.79^{+0.07}_{-0.05}$	0.97	0.23
2.	NGC 3393	$2.00^{+0.22}_{-0.26}$	$0.53^{+0.06}_{-0.06}$	6.96	1.85
3.	NGC 4945	$27.00^{+1.17}_{-1.26}$	$5.23^{+0.21}_{-0.20}$	2.14	0.41
4.	NGC 5728	$8.93^{+0.82}_{-0.97}$	$1.87^{+0.12}_{-0.08}$	17.10	3.58
5.	NGC 6240	$8.16^{+0.70}_{-0.46}$	$1.52^{+0.12}_{-0.10}$	110.20	20.39
6.	MCG -07-03-007	$1.21^{+0.18}_{-0.22}$	$0.28^{+0.05}_{-0.03}$	25.10	5.88
7.	MCG +06-16-028	$1.66^{+0.30}_{-0.85}$	$0.39^{+0.07}_{-0.28}$	9.16	2.14
8.	NGC 4941	$2.03^{+0.39}_{-0.28}$	$0.50^{+0.09}_{-0.06}$	0.61	0.14
9.	IC 0751	$1.30^{+0.27}_{-0.34}$	$0.27^{+0.04}_{-0.14}$	28.81	5.95
10.	2MASX J00253292+6821442	$1.65^{+0.36}_{-0.26}$	$0.39^{+0.07}_{-0.05}$	5.29	1.24
11.	3C 033	$2.78^{+0.43}_{-0.41}$	$0.71^{+0.09}_{-0.05}$	236.28	59.95
12.	ESO 244-IG 030	$1.00^{+0.17}_{-0.16}$	$0.29^{+0.05}_{-0.03}$	14.96	4.36
13.	NGC 788	$7.70^{+0.58}_{-0.48}$	$1.97^{+0.10}_{-0.12}$	31.77	8.11
14.	ARP 318	$1.42^{+0.29}_{-0.30}$	$0.28^{+0.05}_{-0.04}$	5.49	1.08
15.	2MFGC 02280	$2.58^{+0.48}_{-0.32}$	$0.51^{+0.05}_{-0.05}$	13.28	2.61
16.	NGC 1106	$1.72^{+0.33}_{-0.23}$	$0.40^{+0.06}_{-0.04}$	8.05	1.85
17.	NGC 1125	$1.58^{+0.25}_{-0.21}$	$0.43^{+0.06}_{-0.04}$	4.24	1.16
18.	ESO 426- G 002	$2.29^{+0.41}_{-0.31}$	$0.54^{+0.06}_{-0.05}$	25.91	6.08
19.	2MASX J06561197-4919499	$1.24^{+0.22}_{-0.18}$	$0.28^{+0.04}_{-0.04}$	48.27	11.01
20.	2MASX J08434495+3549421	$1.12^{+0.20}_{-0.17}$	$0.29^{+0.06}_{-0.04}$	77.22	19.99
21.	NGC 3081	$7.84^{+0.78}_{-0.51}$	$2.01^{+0.11}_{-0.18}$	11.11	2.84
22.	IGR J14175-4641	$2.30^{+0.48}_{-0.28}$	$0.59^{+0.08}_{-0.07}$	322.80	82.10
23.	NGC 5643	$1.72^{+0.39}_{-0.28}$	$0.41^{+0.07}_{-0.04}$	0.60	0.14
24.	ESO 137- G 034	$2.76^{+0.29}_{-0.46}$	$0.62^{+0.08}_{-0.07}$	4.94	1.10
25.	MCG +04-48-002	$7.67^{+0.48}_{-0.52}$	$1.71^{+0.11}_{-0.09}$	33.05	7.33
26.	ESO 234-IG 063	$1.12^{+0.18}_{-0.18}$	$0.36^{+0.06}_{-0.05}$	77.81	25.27
27.	NGC 7130	$1.34^{+0.22}_{-0.17}$	$0.36^{+0.05}_{-0.04}$	7.90	2.11
28.	NGC 7479	$1.90^{+0.25}_{-0.20}$	$0.44^{+0.04}_{-0.05}$	2.62	0.60
29.	2MASX J23222444-0645375	$1.27^{+0.21}_{-0.29}$	$0.33^{+0.06}_{-0.05}$	31.80	8.24
30.	NGC 1068	$2.51^{+0.26}_{-0.11}$	$0.99^{+1.05}_{-0.40}$	0.80	0.31

31.	Mrk 78	$9.51^{+0.14}_{-0.16}$	$0.25^{+0.06}_{-0.02}$	30.25	7.81
32.	2MASX J08181469+0122266	$2.09^{+0.41}_{-0.26}$	$0.46^{+0.06}_{-0.06}$	403.13	86.85
33.	CGCG 187-022	$1.02^{+0.18}_{-0.14}$	$0.30^{+0.05}_{-0.04}$	14.50	4.12
34.	NGC 424	$2.06^{+0.27}_{-0.19}$	$0.60^{+0.09}_{-0.07}$	6.39	1.86
35.	NGC 1194	$3.46^{+0.47}_{-0.35}$	$0.96^{+0.10}_{-0.11}$	14.32	3.95
36.	MCG +10-14-025	$0.85^{+0.15}_{-0.14}$	$0.23^{+0.06}_{-0.03}$	30.95	8.33
37.	NGC 7212 NED02	$1.04^{+0.25}_{-0.16}$	$0.38^{+0.05}_{-0.22}$	17.00	6.19
38.	NGC 2788A	$1.99^{+0.20}_{-0.36}$	$0.43^{+0.07}_{-0.03}$	7.84	1.68
39.	ESO 317- G 041	$1.82^{+0.29}_{-0.24}$	$0.47^{+0.09}_{-0.05}$	15.27	3.94
40.	SDSS J103315.71+525217.8	$0.80^{+0.15}_{-0.13}$	$0.24^{+0.04}_{-0.03}$	82.56	24.66
41.	NGC 3588 NED01	$0.78^{+0.18}_{-0.13}$	$0.25^{+0.04}_{-0.04}$	12.35	3.89
42.	NGC 4180	$1.62^{+0.61}_{-0.27}$	$0.34^{+0.05}_{-0.06}$	1.75	0.36
43.	Circinus Galaxy	$24.0^{+0.95}_{-0.99}$	$8.54^{+0.29}_{-0.24}$	1.03	0.36



Εικόνα 25. Κατανομή των τιμών των λαμπροτήτων σε σχέση με την ερυθρομετατόπιση της κάθε πηγής.

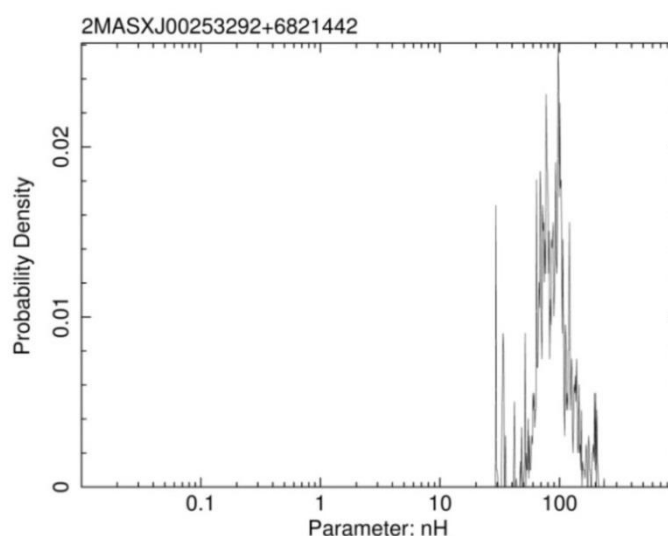
2.4 Bayesian Analysis - CT probability

Στην επιστήμη δε μπορούμε να ξέρουμε πάντοτε αν οι θεωρίες για την εξήγηση των φυσικών φαινομένων είναι απόλυτα σωστές γιατί αρκετές φορές βασιζόμαστε σε ελλιπείς πληροφορίες. Για την αντιμετώπιση καταστάσεων που παρουσιάζουν ελλειπή στοιχεία βασιζόμαστε στην έννοια της πιθανότητας. Μια νέα αντίληψη των πιθανοτήτων έχει προκύψει από την αναγνώριση ότι οι μαθηματικοί κανόνες των πιθανοτήτων δεν είναι απλώς

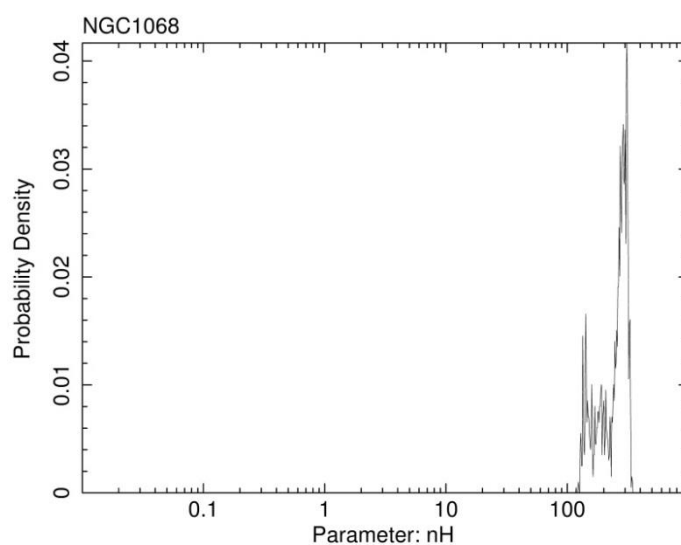
κανόνες χειρισμού τυχαίων μεταβλητών αλλά αναγνωρίζονται σαν ισχύουσες αρχές λογικής για εξαγωγή συμπερασμάτων γύρω από οποιαδήποτε υπόθεση ενδιαφέροντος. Η άποψη ότι η θεωρία πιθανοτήτων έχει λογική ισχύ αναφέρεται σαν Bayesian probability theory προς τιμή του μαθηματικού Thomas Bayes. Η βασική φιλοσοφία αφορά την ποσοτικοποίηση και τη διάδοση της αβεβαιότητας με τη μορφή πιθανότητας υπό το πρίσμα των παρατηρήσεων.

Η πλήρης Bayesian Analysis απαιτεί την ολοκλήρωση πάνω στο χώρο των παραμέτρων του μοντέλου που έχουμε χρησιμοποιήσει. Μια αποτελεσματική μέθοδος για ολοκληρώσεις πάνω στις παραμέτρους των μοντέλων ονομάζεται Markov chain Monte Carlo (MCMC). Οι αλγόριθμοι MCMC παρέχουν ένα ισχυρό μέσο για τον υπολογισμό των ολοκληρωμάτων που απαιτούνται για τον προσδιορισμό της πυκνότητας πιθανότητας για κάθε μία από τις παραμέτρους του μοντέλου. Στην ουσία πρόκειται για μια αλυσίδα τυχαίας διαδικασίας όπου το καινούριο δείγμα του χώρου της παραμέτρου $X_{\{t+1\}}$, εξαρτάται από το προηγούμενο X_t σύμφωνα με μια τιμή που ονομάζεται πιθανότητα μετάβασης ή kernel, $p(X_{\{t+1\}}|X_t)$ και είναι ανεξάρτητη του χρόνου.

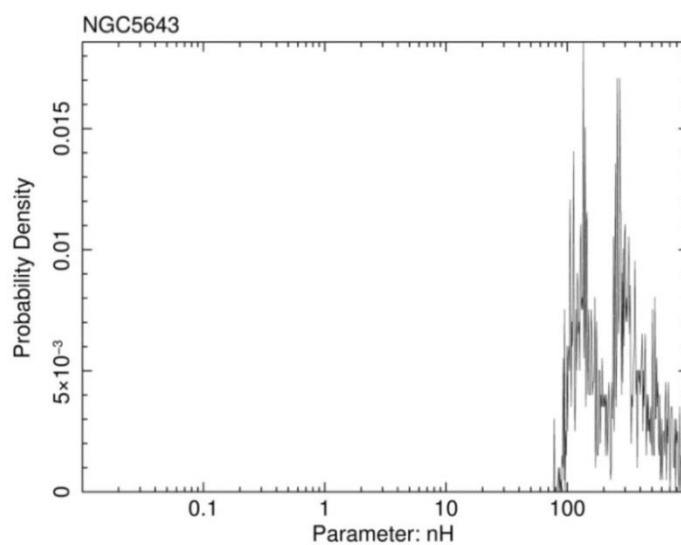
Με τη βοήθεια της εντολής chain του λογισμικού XSPEC v.12.8.2 υπολογίσαμε τη πιθανότητα για τις τιμές της παραμέτρου N_H δηλαδή βρήκαμε τη πιθανότητα της κάθε πηγής να είναι Compton Thick. Όλες οι πηγές μας έχουν πιθανότητα να είναι CT από 1 που σημαίνει 100% μέχρι 2%. Στις παρκάτω εικόνες μπορούμε να δούμε χαρακτηριστικά, τη κατανομή της πιθανότητας της πυκνότητας στήλης ($\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$) για μερικές από τις Compton Thick πηγές μας όπως προέκυψαν από τα τεστ Markov Chain.



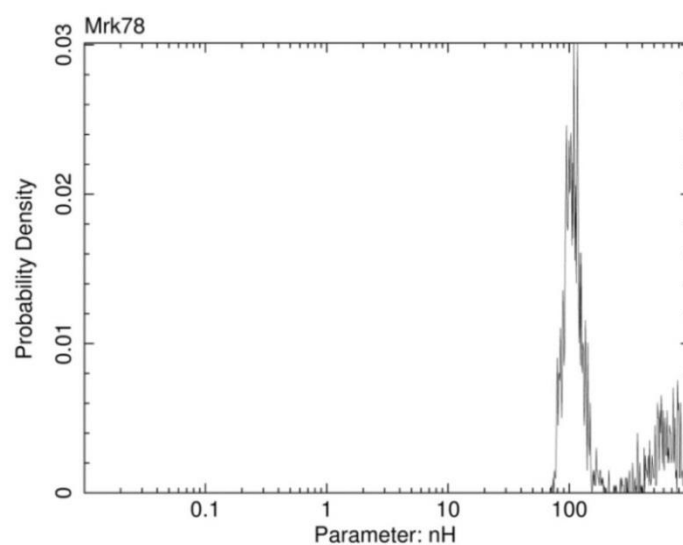
Εικόνα 26. Κατανομή της πυκνότητας πιθανότητας του N_H για την πηγή 2MASX J00253292+6821442.



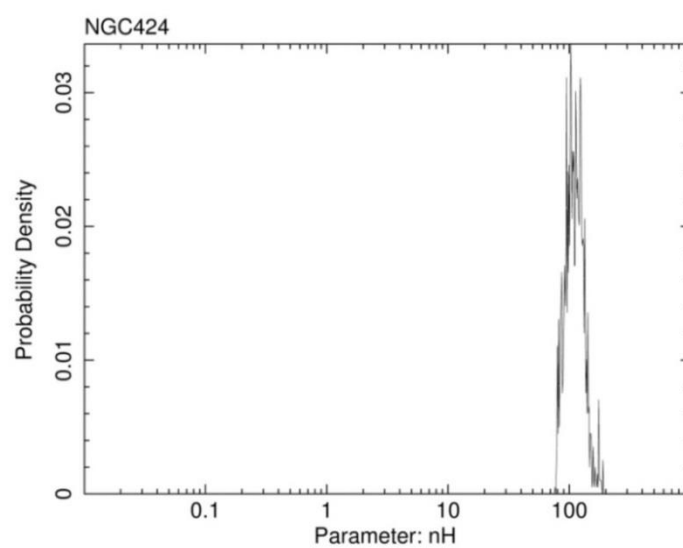
Εικόνα 27. Κατανομή της πυκνότητας πιθανότητας του N_H για την πηγή NGC 1068.



Εικόνα 28. Κατανομή της πυκνότητας πιθανότητας του N_H για την πηγή NGC 5643.



Εικόνα 29. Κατανομή της πυκνότητας πιθανότητας του N_H για την πηγή Mrk 78.



Εικόνα 30. Κατανομή της πυκνότητας πιθανότητας του N_H για την πηγή NGC 424.

3 ΚΕΦΑΛΑΙΟ

COMPTON THICK logN-logS

3.1 Διάγραμμα logN-logS

Ένα πολύ σημαντικό εργαλείο για τη περιγραφή και τη διερεύνηση των ιδιοτήτων ενός πληθυσμού πηγών ανεξαρτήτου τύπου είναι το διάγραμμα logN-logS. Πιο συγκεκριμένα το διάγραμμα αυτό μας δείχνει τον αθροιστικό αριθμό πηγών που έχουν ανιχνευθεί ανά τετραγωνική μοίρα, σε μια δεδομένη τιμή ευαισθησίας του τηλεσκοπίου. Σημαντικό πλεονέκτημα του διαγράμματος logN-logS είναι ότι μπορούμε να εξάγουμε σημαντικά συμπεράσματα σε σχέση με την κατανομή των πηγών μας στο σύμπαν χωρίς να είναι απαραίτητο να γνωρίζουμε καν τις αποστάσεις τους από εμάς.

Οι μονάδες των αξόνων είναι σε λογαριθμική κλίμακα και είναι οι εξής:

- ❖ $S = [\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}]$
- ❖ $N = [\text{αριθμός πηγών φωτεινότερων από } S \text{ deg}^{-2}]$

Ένας εύκολος θεωρητικός τρόπος υπολογισμού της σχέσης μεταξύ του αριθμού των πηγών με ροή μεγαλύτερη του S και της ροής S είναι αν θεωρήσουμε ομοιόμορφη κατανομή πληθυσμού (n_0) των πηγών και έχοντας την ίδια εγγενή λαμπρότητα (L_0) έχουμε ότι:

$$n_0 = \frac{N}{V} \rightarrow N = n_0 \frac{4}{3} \pi d^3$$

Και από τη σχέση ροής- λαμπρότητας έχουμε:

$$S = \frac{L_0}{4\pi d^2} \rightarrow d = \left(\frac{L_0}{4\pi S} \right)^{1/2}$$

Όποτε:

$$N = n_0 \frac{4}{3} \pi \left(\frac{L_0}{4\pi S} \right)^{3/2}$$

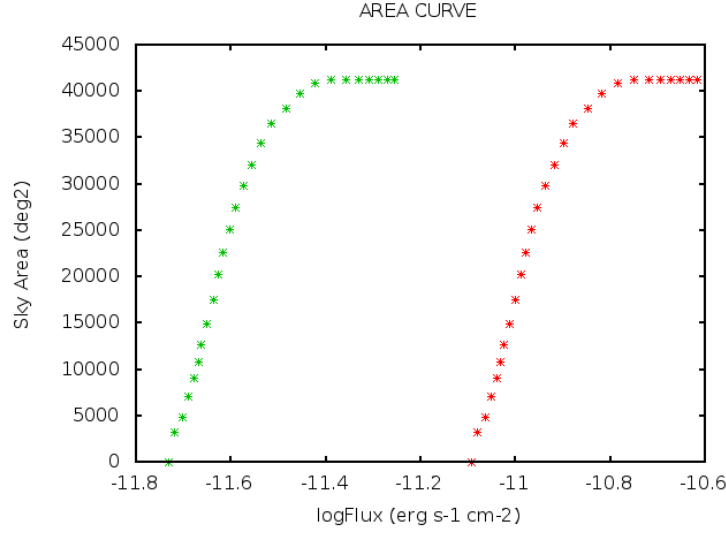
$$N(> S) \propto S^{-3/2}$$

Άρα βλέπουμε ότι αντικείμενα τα οποία δεν εξελίσσονται με τον κοσμικό χρόνο και είναι ομοιόμορφα κατανομημένα στο σύμπαν, χαρακτηρίζονται από μία θεωρητική κλίση (slope) στο logN-logS της τάξεως $\alpha=1.5$ εφόσον ανήκουν στο κοντινό σύμπαν (σχετικά μικρή ερυθρομετατόπιση) και η γεωμετρία του σύμπαντος είναι ευκλείδεια. Όσο προσθέτουμε αντικείμενα μεγάλου redshift το διάγραμμα logN-logS τείνει να γίνει πιο επίπεδο.

Τα διαγράμματα logN-logS που δημιουργήσαμε προέρχονται από τις ροές των 43 πηγών που αναγνωρίσαμε ως Compton Thick AGN μέσω της φασματικής προσαρμογής (XRT+BAT) και αφορούν τις ενεργειακές μπάντες 14-195 keV και 20-40 keV.

Αρχικά, χρησιμοποιήσαμε τα δεδομένα για το area curve από τη δουλειά του Baumgartner et al. 2013 με σκοπό να βρούμε σε πόσες τετραγωνικές μοίρες του ουρανού αντιστοιχεί η κάθε πηγή. Η 5σ ευαισθησία για τη ροή με το τηλεσκόπιο Swift στο κατάλογο των 70 μηνών που επιτεύχθηκε είναι $1.03 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ στην ενεργειακή μπάντα των 14-195 keV (για το 50% του ουρανού).

Αφού εξάγαμε αυτές τις τιμές και γνωρίζοντας ότι η συνολική επιφάνεια του ουρανού αντιστοιχεί σε 41253 deg^2 φτιάξαμε την κατανομή του area curve όπως βλέπουμε και στην παρακάτω εικόνα για ενέργειες 14-195 keV (κόκκινα σημεία) και 20-40 keV (πράσινα σημεία).



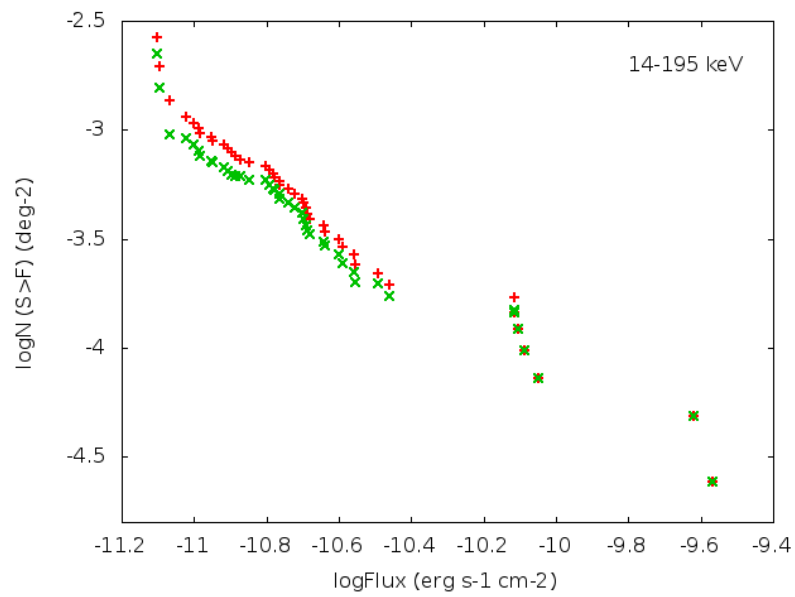
Εικόνα 31. Area curve. 14-195 keV (κόκκινα σημεία) 20-40 keV (πράσινα σημεία).

Με τη δημιουργία κατάλληλου κώδικα στη γλώσσα προγραμματισμού Fortran (Παράρτημα Β) ταξινομήσαμε τις 43 ροές των CT πηγών μας κατά φθίνουσα σειρά και κάνοντας γραμμική παρεμβολή (linear interpolation) για κάθε μία από αυτές βρήκαμε σε τι επιφάνεια του ουρανού αντιστοιχούν. Στη συνέχεια, για να βρούμε τα σημεία του logN-logS, αθροίσαμε για κάθε πηγή το πηλίκο ως προς το area της σύμφωνα με τον παρακάτω τύπο, όπου n ο αριθμός των πηγών:

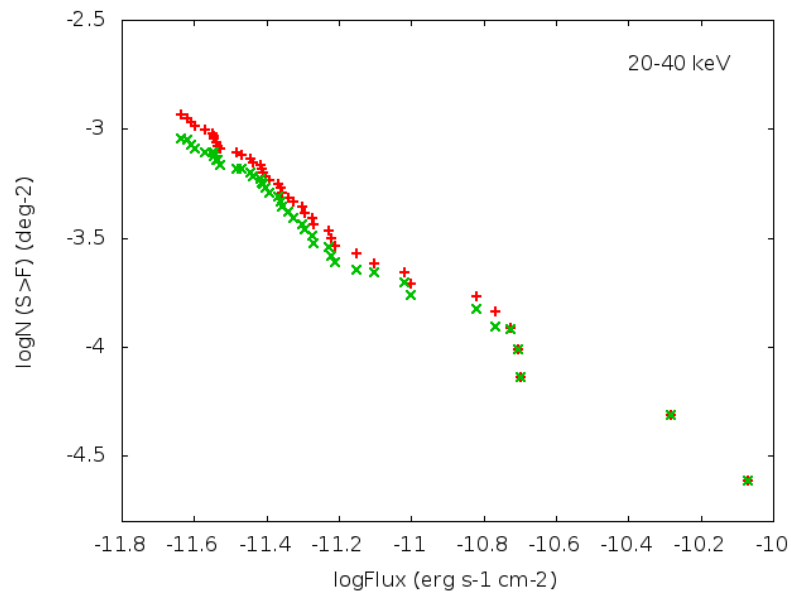
$$N(> S) = \sum_{i=1}^n \frac{1}{Area(i)}$$

Έτσι με αυτό τον τρόπο, όπως βλέπουμε και στο παρακάτω διάγραμμα έχουμε υπολογίσει τον αριθμό των πηγών ανά τετραγωνική μοίρα που είναι φωτεινότερες από τη ροή S (κόκκινα σημεία). Πρέπει να σημειώσουμε εδώ ότι στο παραπάνω τύπο έχουμε θεωρήσει ότι και οι 43 πηγές μας είναι 100% Compton Thick έχοντας βάλει τη μονάδα στον αριθμητή του κλάσματος. Αυτή όμως η προσέγγιση δεν είναι σωστή διότι δεν είναι το ίδιο πιθανό όλες οι πηγές μας να είναι CT, για αυτό χρησιμοποιώντας τα αποτελέσματα της ανάλυσής μας λαμβάνουμε υπόψη την πιθανότητα μία πηγή να είναι CT και έτσι ο τύπος μας γίνεται:

$$N(> S) = \sum_{i=1}^n \frac{nhprob(i)}{Area(i)}$$



Εικόνα 32. logN-logS χωρίς διόρθωση για το N_H (κόκκινα σημεία), με διόρθωση για το N_H (πράσινα σημεία) στη 14-195 keV μπάντα.



Εικόνα 33. logN-logS χωρίς διόρθωση για το N_H (κόκκινα σημεία), με διόρθωση για το N_H (πράσινα σημεία) στη 20-40 keV μπάντα.

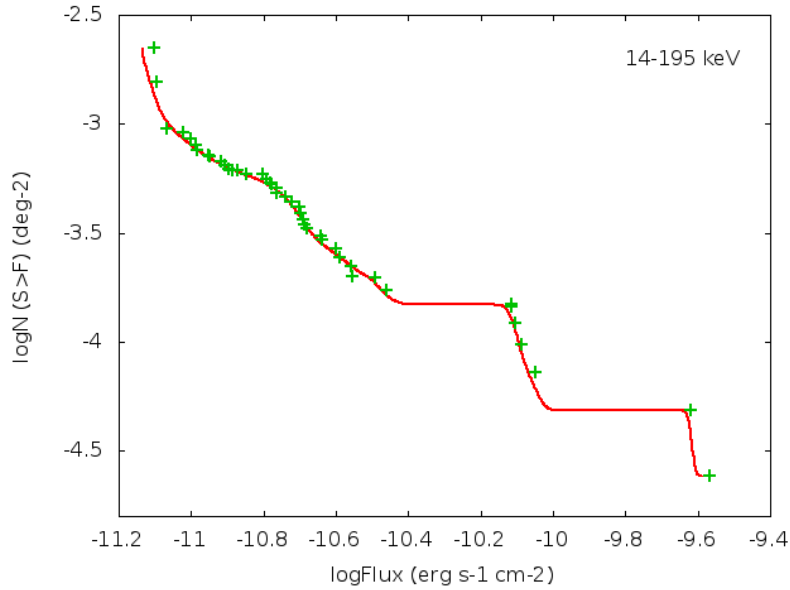
Επόμενος μας στόχος είναι να λάβουμε υπόψη μας τη διόρθωση για τη ροή της κάθε πηγής. Για να το πετύχουμε αυτό λαμβάνουμε υπόψη μας το σφάλμα στη ροή. Θεωρούμε τα σφάλματα Gaussian. Έτσι, κάθε πηγή έχει μία πιθανότητα που δίνεται από τον παρακάτω τύπο να βρίσκεται σε οποιαδήποτε θέση στον άξονα των ροών. Η πιθανότερη τιμή είναι αυτή που δίνεται στο πίνακα 8. Έτσι μία πηγή δε βρίσκεται πλέον σε μία θέση αλλά σε όλο τον άξονα των ροών. Για μεγάλες αποκλίσεις από τη πιθανότερη τιμή είναι προφανές ότι η πιθανότητα να βρίσκεται εκεί είναι αμελητέα.

$$f(x; \mu, \sigma^2) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{x-\mu}{\sigma}\right)^2}$$

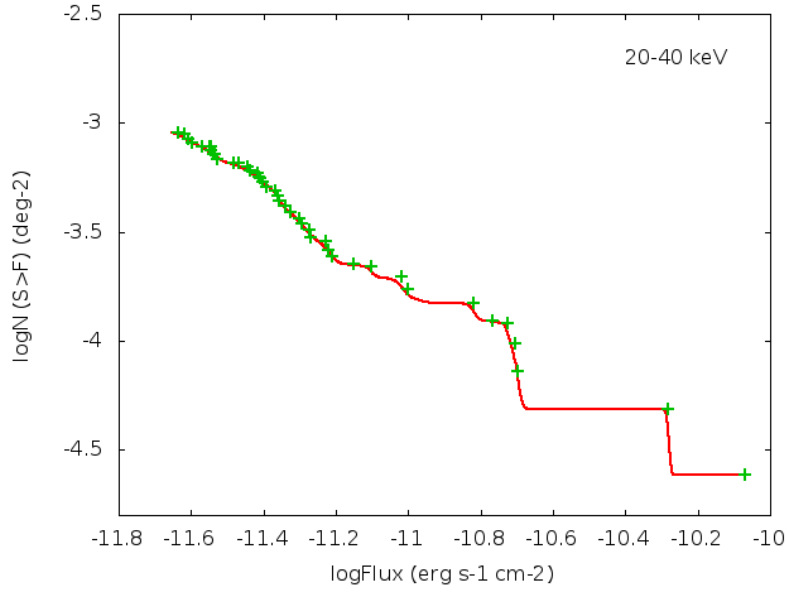
Όπου σ η διασπορά της κάθε πηγής.

Συνδυάσαμε τις δύο παραπάνω περιπτώσεις, δηλαδή διορθώσαμε το logN-logS ως προς την πυκνότητα στήλης και ως προς τη ροή ακολουθώντας τον παρακάτω τύπο που συνδυάζει και τις δύο πιθανότητες:

$$N(> S) = \sum_{i=1}^n \frac{nh_prob(i) \cdot fl_prob(i)}{Area(i)}$$



Εικόνα 34. logN-logS με διόρθωση για το N_H και τη ροή (κόκκινη γραμμή), με διόρθωση για το N_H (πράσινα σημεία) στη 14-195 keV μπάντα.



Εικόνα 35. logN-logS με διόρθωση για το N_H και τη ροή (κόκκινη γραμμή), με διόρθωση για το N_H (πράσινα σημεία) στη 20-40 keV μπάντα.

Λόγω των περιορισμένων σημείων στα διαγράμματα μας για να μπορέσουμε να προσδιορίσουμε τη κλίση του logN-logS, η μέθοδος των ελαχίστων τετραγώνων δεν είναι απόλυτα αποτελεσματική, για αυτό το λόγο με τη βοήθεια κατάλληλου κώδικα στη Fortran χρησιμοποιήσαμε την εκτίμηση της Maximum-Likelihood των Crawford et al. (1970). Πιο συγκεκριμένα η μέθοδος ML χρησιμοποιεί τη μέγιστη διαθέσιμη πληροφορία που μπορεί να αποκτηθεί από έναν απλό υπολογισμό των επιμέρους ροών των πηγών μας. Το ενδεχόμενο L είναι μια συνάρτηση της κλίσης a και ορίζεται σαν τη πιθανότητα δεδομένου του a , απόκτησης του συνόλου των παρατηρησιακών δεδομένων. Η μέθοδος Maximum-Likelihood υπολογίζει το a για τη τιμή της οποίας το L γίνεται μέγιστο. Γνωρίζοντας το L από τον παρακάτω τύπο παραγωγίζουμε την εξίσωση ως προς τη κλίση και τη θέτουμε ίσο με το μηδέν για να βρούμε την καλύτερη δυνατή τιμή του a .

$$L = M \ln a - a \sum_i \ln s_i - M \ln(1 - b^{-a})$$

$$\frac{dL}{da} = 0 \rightarrow 0 = \frac{M}{a} - \sum_i \ln s_i - \frac{M \ln b}{b^a - 1}$$

$$\text{Όπου: } s_i = \frac{S_i}{S_{min}} \text{ και } b = \frac{S_{max}}{S_{min}}$$

Και καταλήγουμε ότι:

$$\alpha = \frac{M}{\sum_i \ln s_i}$$

αν θεωρήσουμε ότι δεν υπάρχει άνω όριο στη ροή ($b \rightarrow \infty$).

Εφαρμόζοντας την εκτίμηση της Maximum-Likelihood για τις 43 Compton Thick βρήκαμε ότι η κλίση έχει τη τιμή $\alpha = 1.38 \pm 0.14$.

3.2 Υπόβαθρο ακτίνων Χ - Σύγκριση με τα μοντέλα

Ήδη από τις αρχές της δεκαετίας του '90 πολυάριθμα πειράματα έχουν καταφέρει να περιορίσουν τις τιμές των κυριότερων χαρακτηριστικών του υποβάθρου ακτίνων Χ, όπως τη φασματική κατανομή της ενέργειας με $\Gamma=1.4$ για το εύρος 2-10 keV και για την κορυφή των 20-30 keV (Marshall et al. 1980; Gruber et al. 1999). Παράλληλα, παρατηρήσεις σε ενέργειες κάτω των 10 keV αποδεικνύουν ότι τουλάχιστον ένα μικρό μέρος της έντασης του ΧRB προέρχεται από σημειακές πηγές. Με την πρόοδο στην ερμηνεία των φασμάτων ακτίνων Χ των ενεργών γαλαξιών παρουσιάστηκε η δουλειά των Comastri et al. (1995), οι οποίοι κατέδειξαν ότι κάτω από το ενοποιημένο μοντέλο (Antonucci 1993), οι ενεργοί γαλαξίες θα μπορούσαν να παράγουν το φάσμα του υποβάθρου ακτίνων Χ σε ενέργειες κοντά στα 100 keV. Κλειδί σε αυτή την πρόβλεψη του μοντέλου αποτελεί η μεγάλη συνεισφορά των επισκιασμένων υπερμαζικών μελανών οπών στο σύμπαν με ένα ποσοστό της τάξεως του 25% (από το συνολικό πληθυσμό) για τις λαμπρές Compton Thick πηγές ($N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$). Με την εξέλιξη της τεχνολογίας, παρατηρήσεις από τον XMM-Newton και Chandra έδειξαν ότι οι προβλεψεις του παραπάνω μοντέλου έχουν βάση και επιπλέον απέδειξαν ότι σχεδόν όλο το σύνολο της έντασης του υποβάθρου ακτίνων-Χ προέρχεται από σημειακές πηγές με ενέργειες μερικών keV και η πλειοψηφία αυτών είναι ενεργοί γαλαξιακοί πυρήνες (Bauer et al. 2004). Η ανάλυση των φασμάτων από τα παραπάνω

τηλεσκόπια κατέδειξε ότι στα περισσότερα από αυτά η απευθείας εκπομπή ακτίνων-Χ ανακλάται και επανεκπέμπεται από αέριο και σύννεφα σκόνης με πυκνότητες στήλης $N_H \sim 10^{22} - 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ (Tozzi et al. 2006; Akylas et al. 2006). Έτσι αποκαλύφθηκε μία απροσδόκητη σχέση εξάρτηση μεταξύ του ποσοστού των απορροφημένων AGN και της λαμπρότητας.

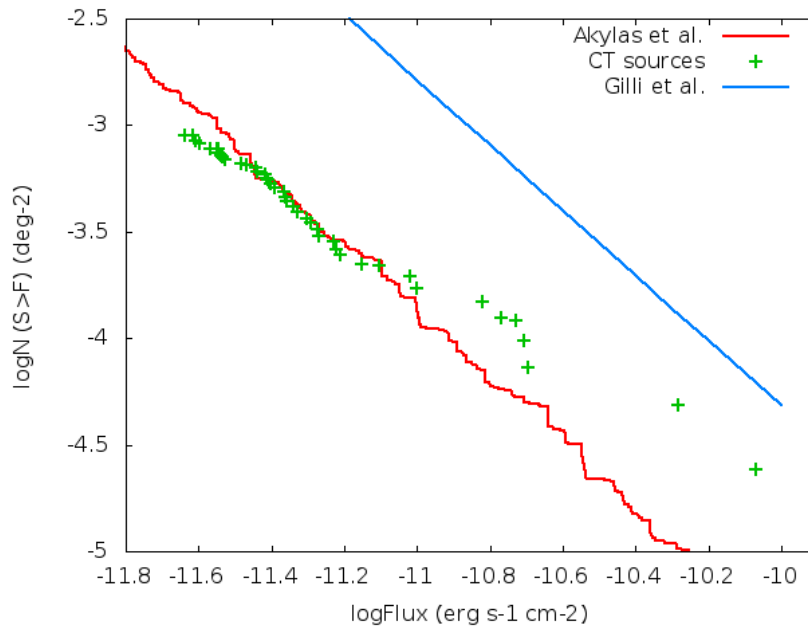
Στον απόηχο των εξελίξεων αυτών, ο Gilli et al. (2007) αναθεώρησε το μοντέλο του Comastri et al. (1995) συμπεριλαμβάνοντας τη γνώση που προήλθε από τις παρατηρήσεις των XMM-Newton και Chandra. Ωστόσο, το αναθεωρημένο μοντέλο αυτό προέβλεπε πολύ μεγάλο αριθμό Compton Thick πηγών με πυκνότητες στήλης $10^{24-26} \text{ cm}^{-2}$. Μελέτες κοντινών AGN στις σκληρές ακτίνες Χ (Beckmann et al. 2009; Burlon et al. 2011) ή μέσω φασματοσκοπίας στα οπτικά (Akylas & Georgantopoulos 2009) καθορίζουν το ποσοστό των Compton Thick AGN να είναι 15-25% του συνολικού πληθυσμού των ενεργών γαλαξιών.

Το 2012 οι Akylas et al. δημοσίευσαν μια εργασία όπου παρουσιάζουν ένα μοντέλο που περιγράφει τη σύνθεση του XRB χρησιμοποιώντας σαν δεδομένα, φάσματα ενεργών γαλαξιών στις ακτίνες Χ τα οποία έχουν παραχθεί μέσω προσομοιώσεων Monte Carlo, με σκοπό να μπουν κάποιοι περιορισμοί στον αριθμό των Compton Thick AGN στο σύμπαν. Απαραίτητη προϋπόθεση είναι να ληφθεί υπόψη η σκέδαση Compton των φωτονίων ακτίνων Χ μέσα στο πυκνό μέσο και ο αντίκτυπος αυτής της διαδικασίας στο φάσμα των πολύ απορροφημένων ενεργών γαλαξιών. Για να μπορέσει να ελαχιστοποιηθεί ο βαθμός αβεβαιότητας του μοντέλου, κατά την κατασκευή του πρέπει να προσδιοριστούν τέσσερις βασικές παράμετροι:

- ✚ Ο νόμος δύναμης (Γ).
- ✚ Το κατώφλι υψηλότερης ενέργειας του φάσματος (E_c).
- ✚ Ο βαθμός της συνιστώσας αντανάκλασης (f_{REF}).
- ✚ Το ποσοστό των CT AGN (f_{CT}).

Το μοντέλο των Akylas et al. 2012 είναι διαθέσιμο online εδώ: <http://indra.astro.noa.gr/>.

Τελικός σκοπός μας είναι η σύγκριση του διαγράμματος logN-logS των CT πηγών που έχουμε ανιχνεύσει με τη βοήθεια του XRT+BAT, με τα μοντέλα σύνθεσης του υποβάθρου ακτίνων Χ των Akylas et al. (2012) και Gilli et al. (2007) τα οποία προβλέπουν ένα ποσοστό CT πηγών της τάξεως του 15% και 50% έναντι των γαλαξιών Seyfert II αντίστοιχα. Στην παρακάτω εικόνα βλέπουμε τα σημεία του logN-logS διορθωμένα ως προς το N_H σε σύγκριση με τα μοντέλα σύνθεσης του υποβάθρου ακτίνων Χ του Akylas et al. (2012) στην ενεργειακή μπάντα 20-40 keV, θεωρώντας ποσοστό CT 10% για τιμές της πυκνότητας στήλης που κυμαίνονται $N_H=10^{24-26} \text{ cm}^{-2}$ και ο συντελεστής ανάκλασης έχει την τιμή 0.035. Προσθέτοντας το μοντέλο του Gilli et al. (2007), βλέπουμε ότι απέχει πολύ από τα παρατηρησιακά δεδομένα αλλά και από το πιο έγκυρο μοντέλο του Akylas et al. καθώς παρουσιάζει σημαντική απόκλιση διότι θεωρεί υπερβολικά μεγάλο αριθμό CT πηγών στο σύμπαν και δε προβλέπει σωστά τα παρατηρούμενα αποελέσματα. Τα πρώτα σημεία των πιο φωτεινών πηγών αποκλίνουν από το μοντέλω λόγω των περιορισμένων σημείων που έχουμε ενώ στη συνέχεια η στατιστική διορθώνεται και ταυτίζεται με το μοντέλο.



Εικόνα 366. logN-logS με διόρθωση για το N_H (πράσινα σημεία) σε σύγκριση με το μοντέλο του Akylas et al. (κόκκινη γραμμή) και το μοντέλο του Gilli et al. (μπλε γραμμή) στη μπάντα 20-40 keV.

4

ΚΕΦΑΛΑΙΟ

ΣΥΜΠΕΡΑΣΜΑΤΑ

Συνοψίζοντας, σε αυτή την εργασία κάναμε τη φασματική ανάλυση για περισσότερες από 500 πηγές ακτίνων Χ από δεδομένα που προέρχονται από τον κατάλογο των 70 μηνών του Swift-BAT (περισσότερες από τις διπλάσιες πηγές που είχαν συμπεριληφθεί στον 22 μηνών κατάλογο) και από τον κατάλογο 1SXPS του Swift-XRT έτσι ώστε να πετύχουμε ένα εύρος εύρος ενεργειών που να καλύπτει τις μαλακές και τις σκληρές ακτίνες Χ (0.2 έως 195 keV).

Τα κύρια βήματα και συμπεράσματα μας είναι τα ακόλουθα.

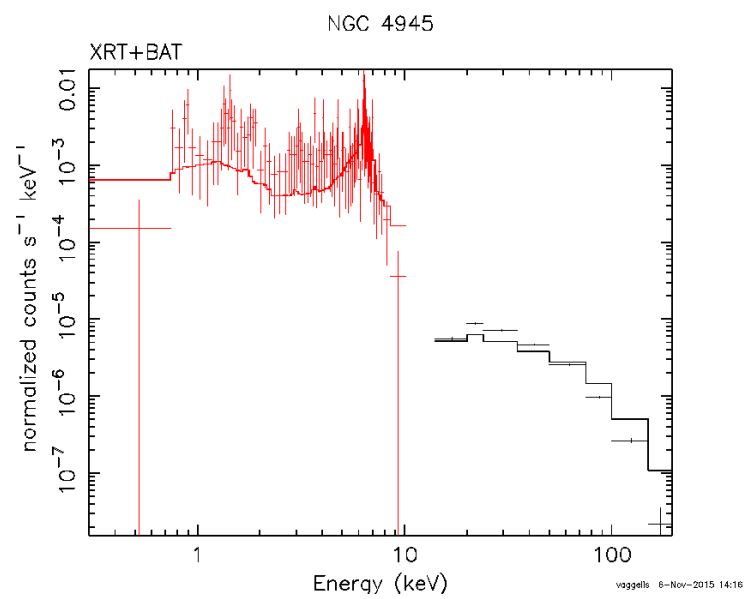
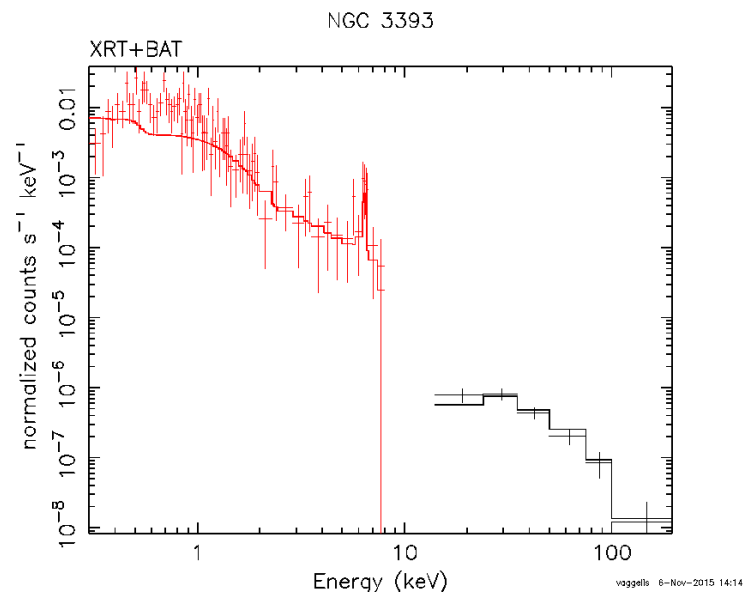
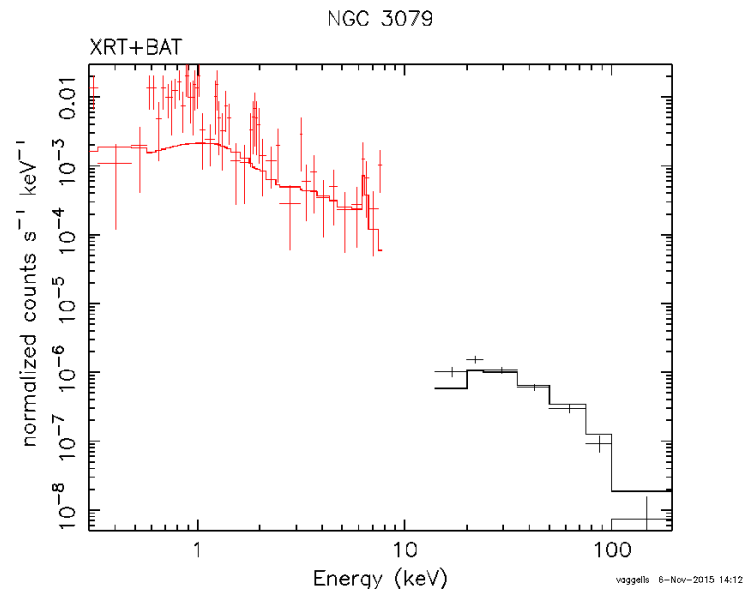
1. Προσαρμόσαμε ταυτόχρονα στα δεδομένα των οργάνων ΧRT και BAT ένα μοντέλο απορροφημένου νόμου δύναμης για να έχουμε μία πρώτη εκτίμηση για τα χαρακτηριστικά των πηγών μας.
2. Στις συνέχεια, προσαρμόσαμε στις πηγές μας το μοντέλο TORUS των Brightman & Nandra (συν ένα νόμο δύναμης σε αρκετές περιπτώσεις) και καταγράψαμε τις ελεύθερες παραμέτρους τους.
3. Συνολικά αναγνωρίσαμε ως Compton Thick, 43 πηγές με μη μηδενική πιθανότητα να είναι CT.
4. Για τις 43 CT πηγές βρήκαμε από τη φασματική ανάλυση τις ροές και τις λαμπρότητες.
5. Κατασκευάσαμε τα διαγράμματα $\log N$ - $\log S$ λαμβάνοντας υποψη μας τις διορθώσεις για τη ροή και την πυκνότητα στήλης.
6. Προσδιορίσαμε την κλίση (slope) των διαγραμμάτων μας και βρήκαμε ότι ταυτίζεται με τη θεωρητική τιμή.
7. Συγκρίναμε τη σημεία των $\log N$ - $\log S$ μας με τα μοντέλα σύνθεσης του κοσμικού υποβάθρου ακτίνων Χ και βρήκαμε ότι το μοντέλο του Akyas et al. 2012 προσαρμόζεται επιτυχώς στις τιμές μας για ποσοστό CT πηγών 10%-15% μεταξύ των απορροφημένων πηγών. Από την άλλη πλευρά το μοντέλο του Gilli et al. 2007 παρουσιάζει σημαντικές αποκλίσεις από τις παρατηρησιακές τιμές μας γεγονός που υποδηλώνει ότι βασίζεται σε ελλιπή στοιχεία και δεδομένα.

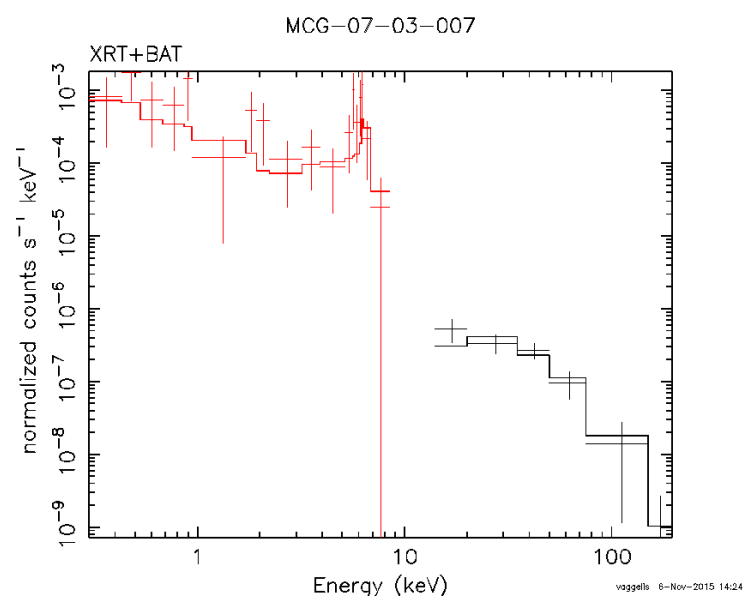
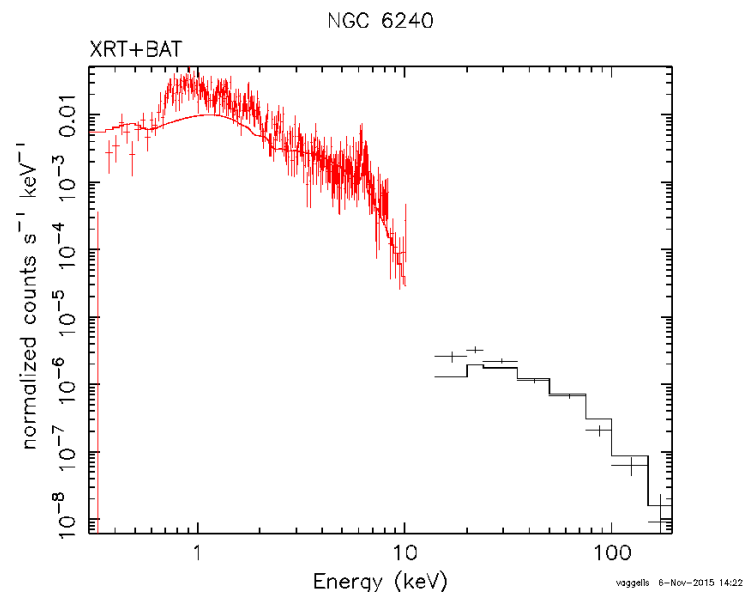
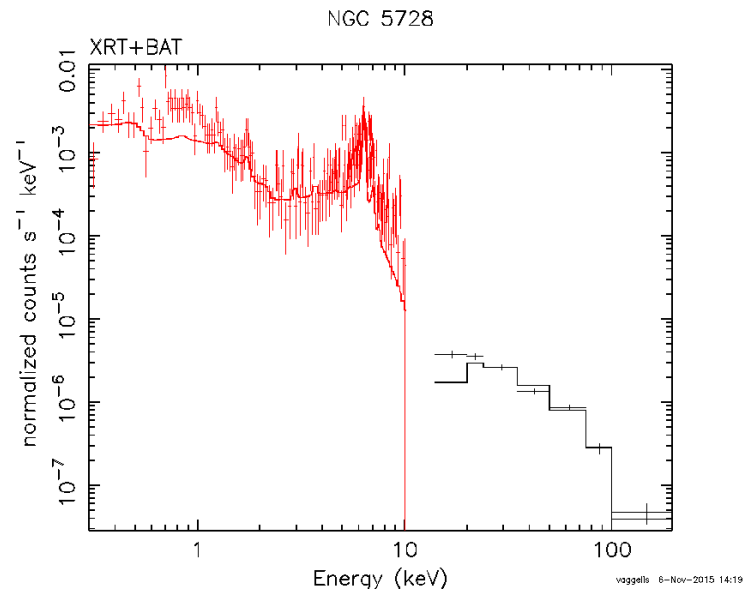
8. Σαν επέκταση της παρούσης εργασίας εφόσον γνωρίζουμε από τη φασματική ανάλυση τις τιμές για τις λαμπρότητες θα μπορούσαμε να κατασκευάσουμε τις συναρτήσεις λαμπρότητας (X-ray luminosity functions, XLF) για να έχουμε μια γενικότερη εικόνα για την κατανομή των πηγών μας και συναρτήσει της λαμπρότητας.
9. Τέλος, θα μπορούσαμε να επανεξετάσουμε τις παραμέτρους και τα χαρακτηριστικά όχι μόνο των CT πηγών αλλά και ολόκληρου του δείγματος όταν θα μπορέσουμε να έχουμε στη διάθεση μας δεδομένα από το τηλεσκόπιο NuSTAR (3-79 keV)

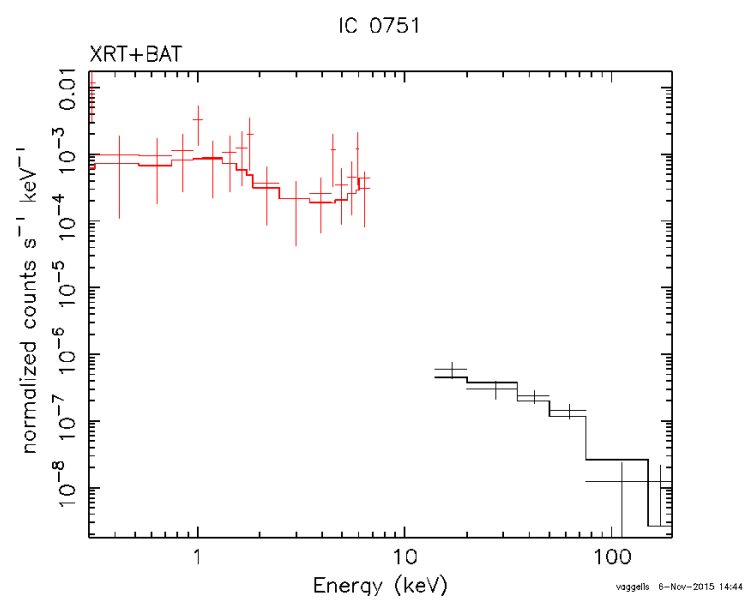
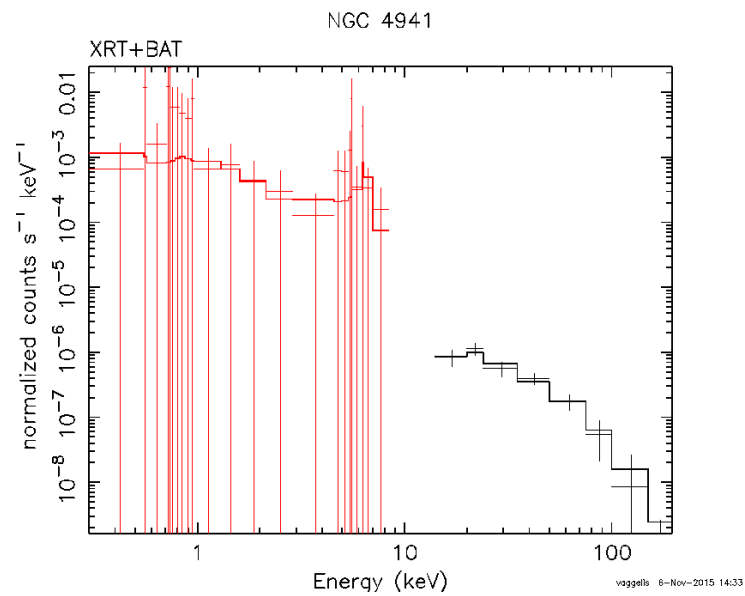
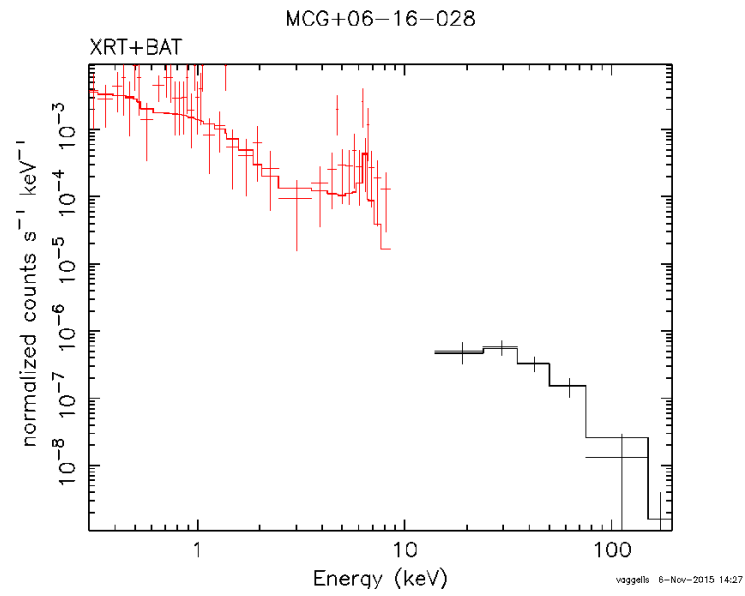
Αναφορές

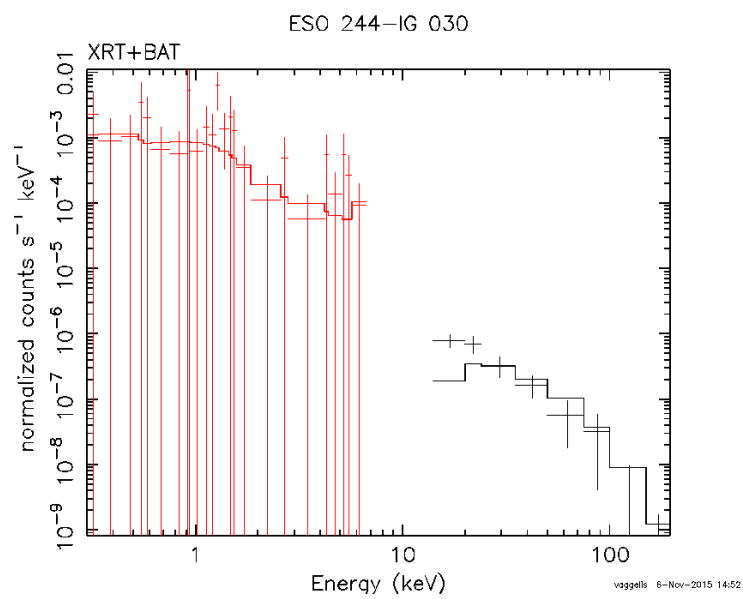
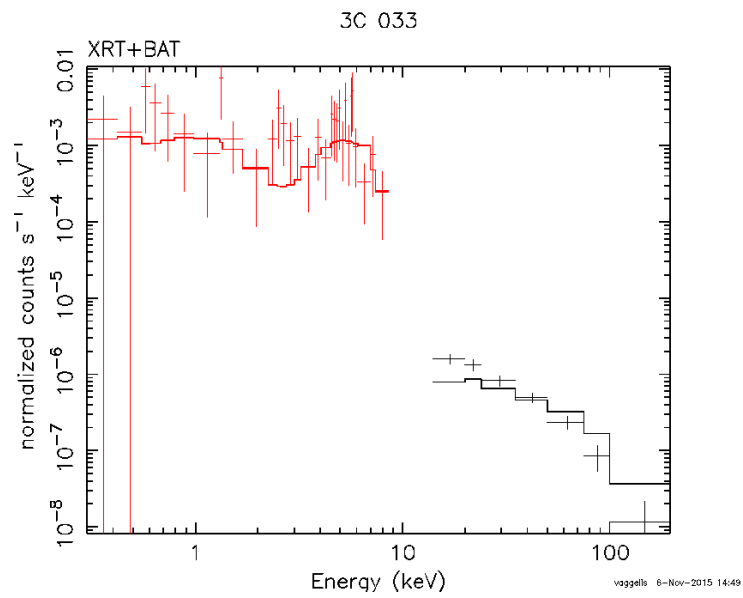
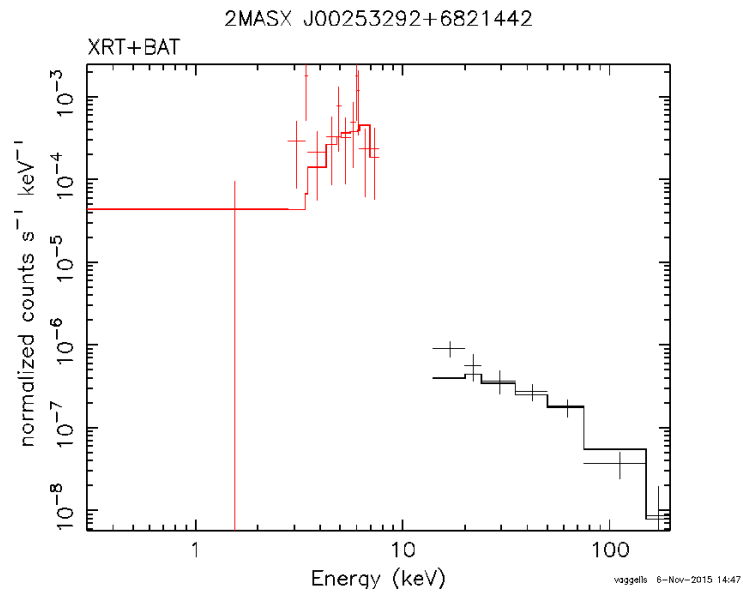
- Ajello, M., Alexander, D. M., Greiner, J., et al. 2012, *ApJ*, 749, 21
- Akylas, A., Georgakakis, A., Georgantopoulos, I., et al. 2012, *A&A*, 546, 98
- Akylas, A., Georgantopoulos, I., 2009, *A&A*, 500, 999
- Akylas, A., Georgantopoulos, I., Georgakakis, A., et al. 2006, *A&A*, 459, 693
- Alexander, D. M., Stern, D., Del Moro, A., et al. 2013, *ApJ*, 773, 125
- Antonucci, R., 1993, *A&A*, 31, 473
- Annuar, A., Gandhi, P., Alexander, D. M., et al. 2015, *arXiv*, 1509.03322
- Arévalo, P., Bauer, F. E., Puccetti, S., et al. 2014, *ApJ*, 791, 81
- Baloković, M., Comastri, A., Harrison, F. A., et al. 2014, *ApJ*, 794, 111
- Barthelmy, S. D., Barbier, L. M., Cummings, J. R., et al. 2005, *SSRv*, 120, 143
- Baumgartner, W. H., Tueller, J., Markwardt, C. B., et al. 2013, *ApJS*, 207, 19
- Beckmann, V., Soldi, S., Ricci, C., et al. 2009, *A&A*, 505, 417
- Brightman, M., Nandra, K., 2011, *MNRAS*, 413, 1206
- Brightman, M., Nandra, K., Salvato, M., et al. 2014, *MNRAS*, 443, 1999
- Burlon, D., Ajello, M., Greiner, J., et al. 2011, *ApJ*, 728, 58
- Cash, W., 1979, *ApJ*, 228, 939
- Civano, F., Hickox, R. C., Puccetti, S., et al. 2015, *ApJ*, 808, 185
- Comastri, A., Iwasawa, K., Gilli, R., et al. 2010, *ApJ*, 717, 787
- Comastri, A., Setti, G., Zamorani, G., et al. 1995, *A&A*, 296, 1
- Crawford, D. F., Jauncey, D. L., Murdoch H. S., 1970, *ApJ*, 162, 405
- de Rosa, A., Bassani, L., Ubertini, P., et al. 2008, *A&A*, 483, 749
- Della Ceca, R.; Severgnini, P., Caccianiga, A., et al. 2008, *MmSAI*, 79, 65
- Georgantopoulos, I., Rovilos, E., Akylas, A., et al. 2011, *A&A*, 534, 23
- Giacconi, R., Gursky, F., Paolini, F., Rossi, B., 1962, *Phys. Rev. Letters*, 9, 439
- Gilli, R., Comastri, A., Hasinger, G., 2007, *A&A*, 463, 79
- Gruber, D. E., Matteson, J. L., Peterson, L. E., et al. 1999, *ApJ*, 520, 124
- Koss, Michael J., Romero-Cañizales, C., Baronchelli, L., 2015, *ApJ*, 807, 149

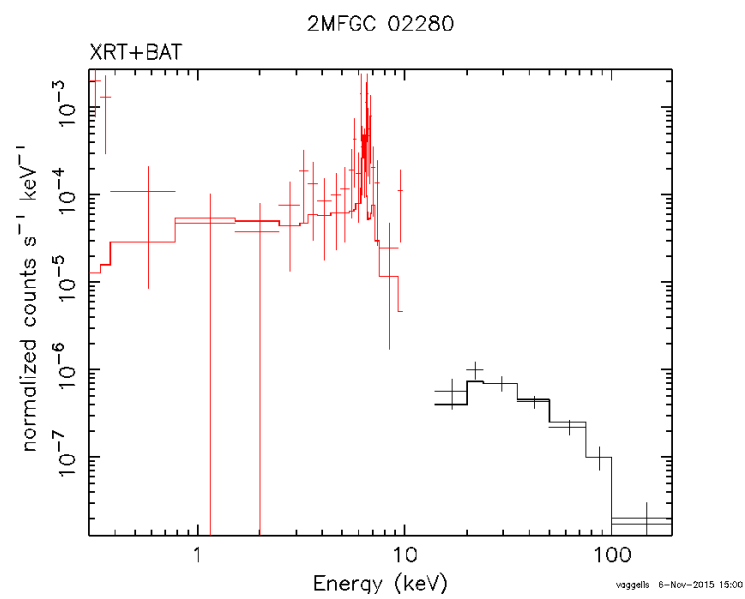
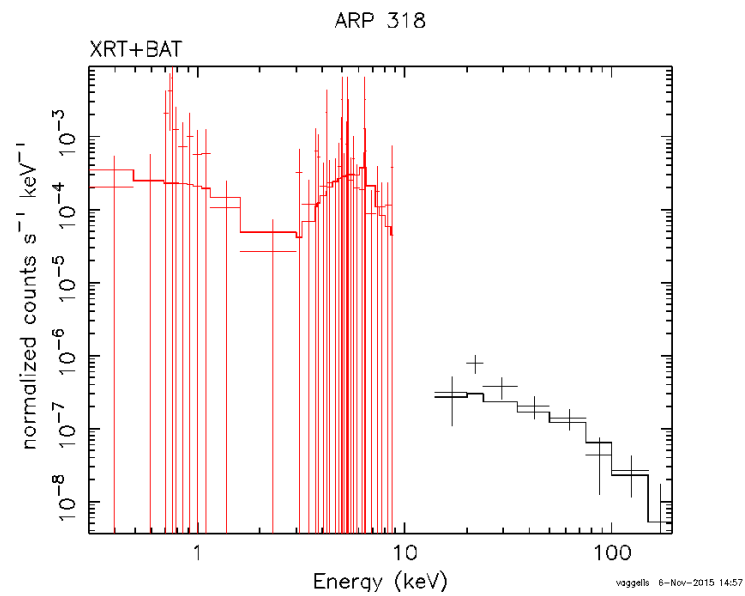
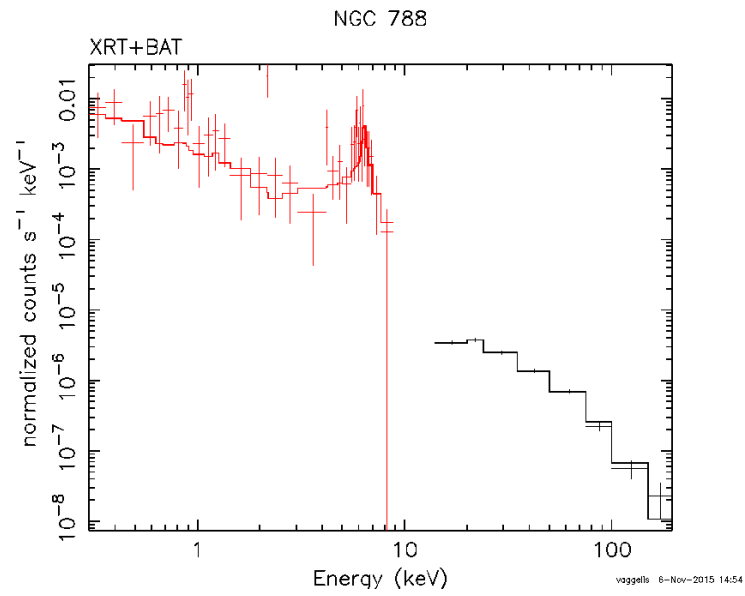
- LaMassa, S. M., Heckman, T. M., Ptak, A., et al. 2011, *ApJ*, 729, 52
- Magdziarz, P., Zdziarski, A., 1995, *MNRAS*, 273, 837
- Marshall, F. E., Boldt, E. A., Holt, S. S., et al. 1980, *ApJ*, 235, 4
- Morrison, R., McCammon, D., 1983, *ApJ*, 270, 119
- Murphy, K. D., Yaqoob, T., 2011, *MNRAS*, 415, 3962
- Nandra, K., George, I. M., 1994, *MNRAS*, 267, 974
- Puccetti, S., Comastri, A., Bauer, F. E., et al. 2015, *arXIV*, 1510.04477
- Puccetti, S., Comastri, A., Fiore, F., et al. 2014, *ApJ*, 793, 26
- Schmidt, M., 1963, *Nature*, 197, 1040
- Seyfert, C. K., 1943, *ApJ*, 97, 28
- Singh, V., Shastri, P., Risaliti, G., 2011, *A&A*, 532, 84
- Tozzi, P., Gilly, R., Mainieri, V., et al. 2006, *A&A*, 451, 457
- Tueller, J., Baumgartner, W., Markwardt, C. B., et al. 2010, *ApJ*, 186, 378

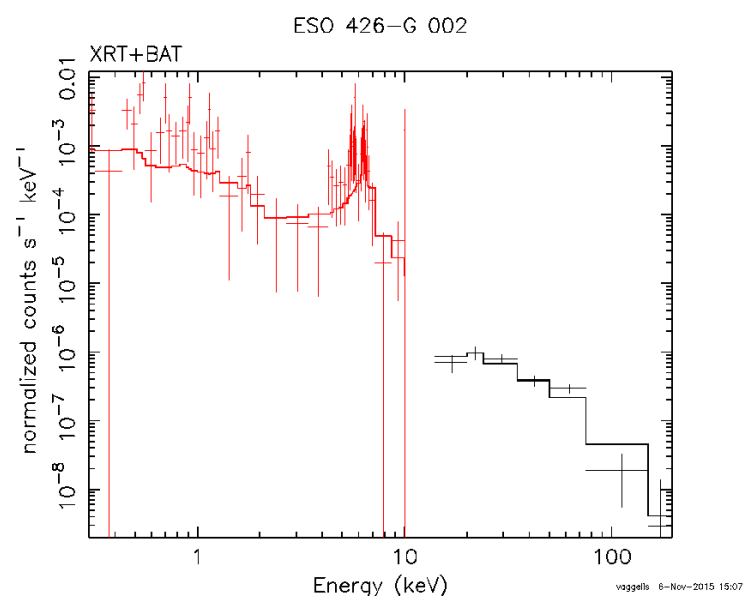
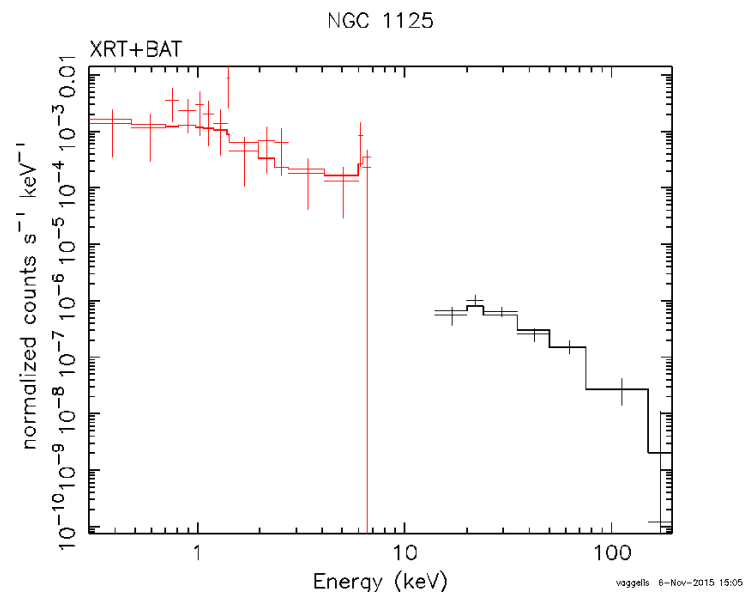
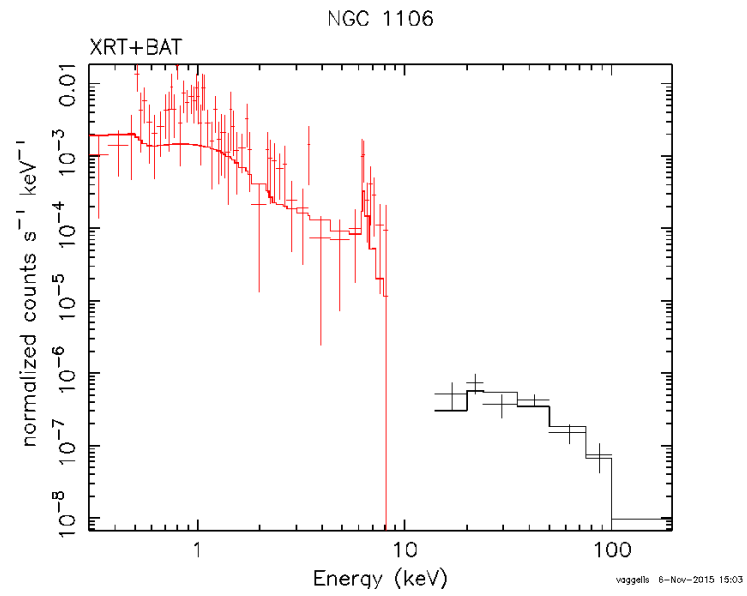


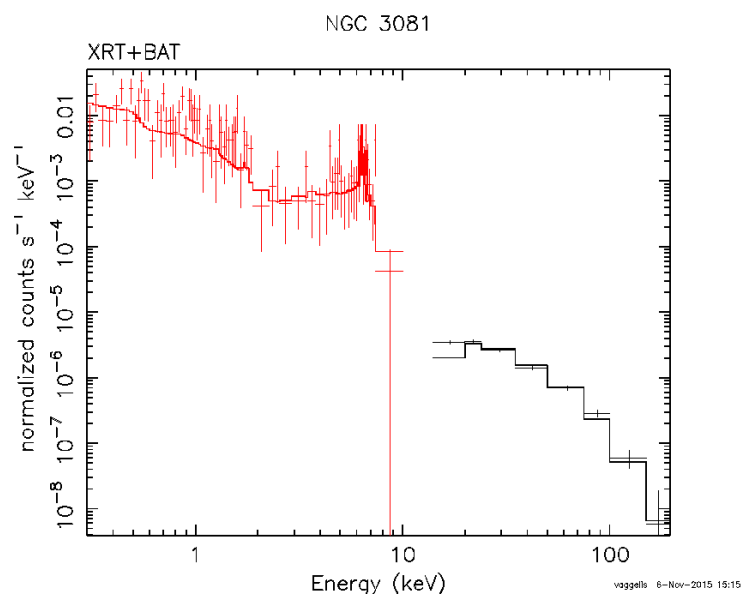
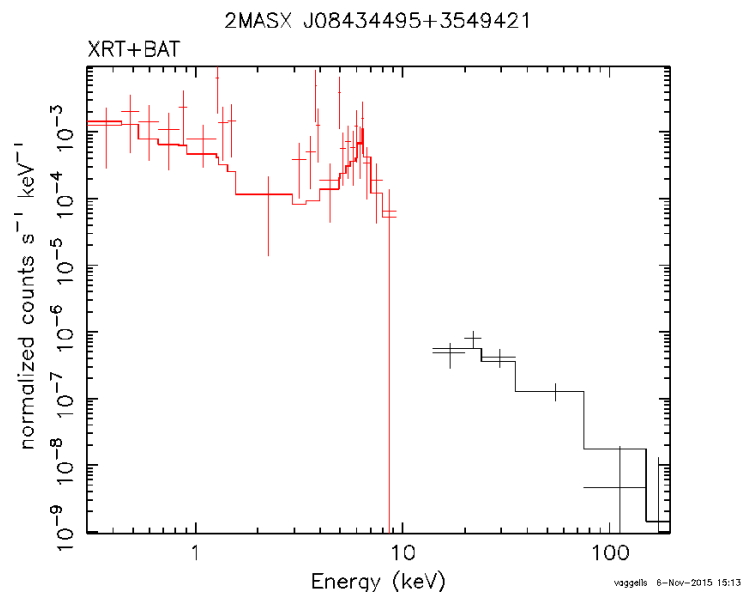
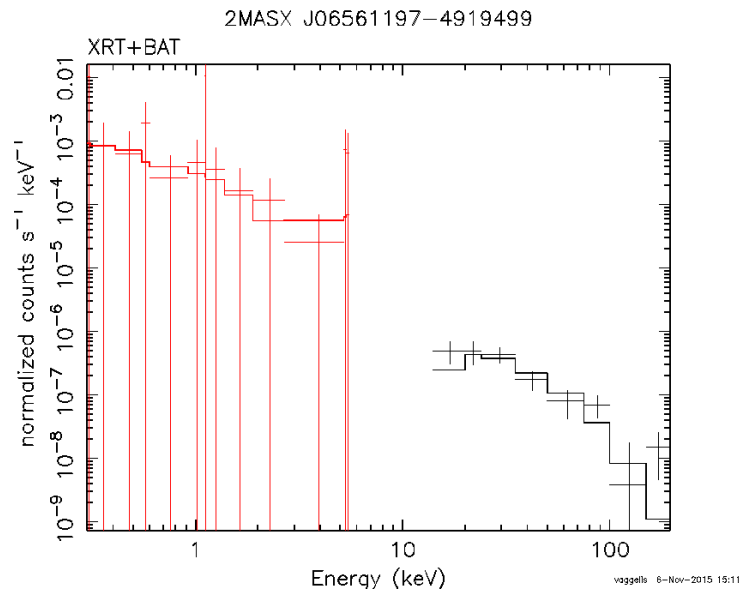


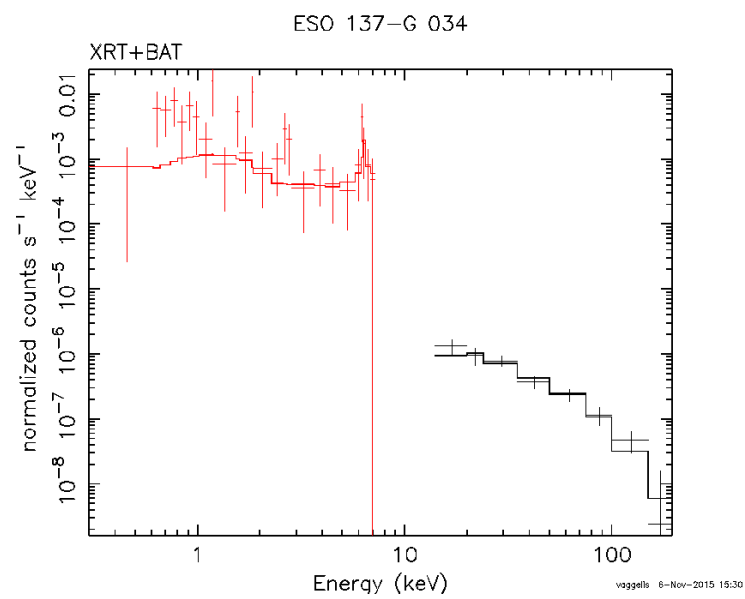
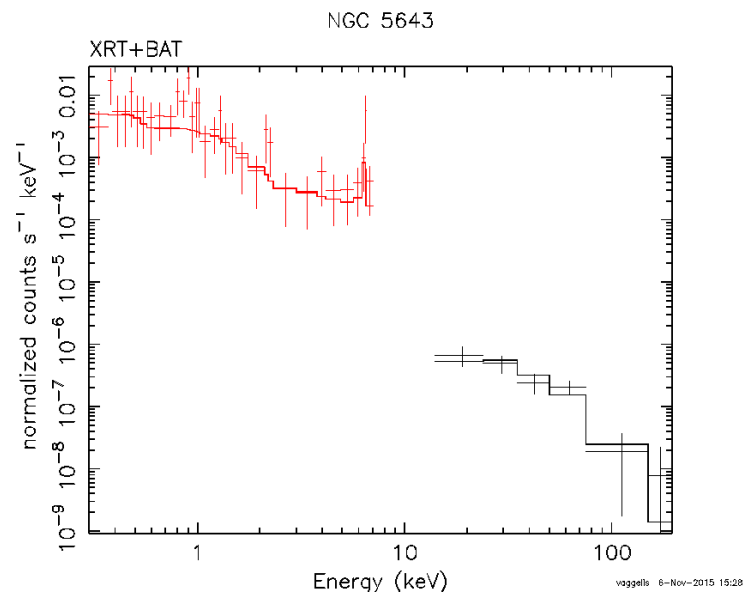
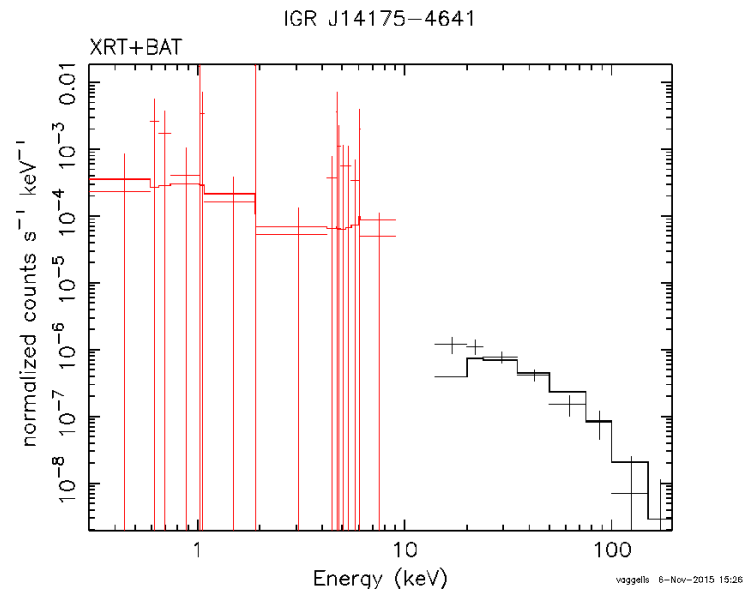


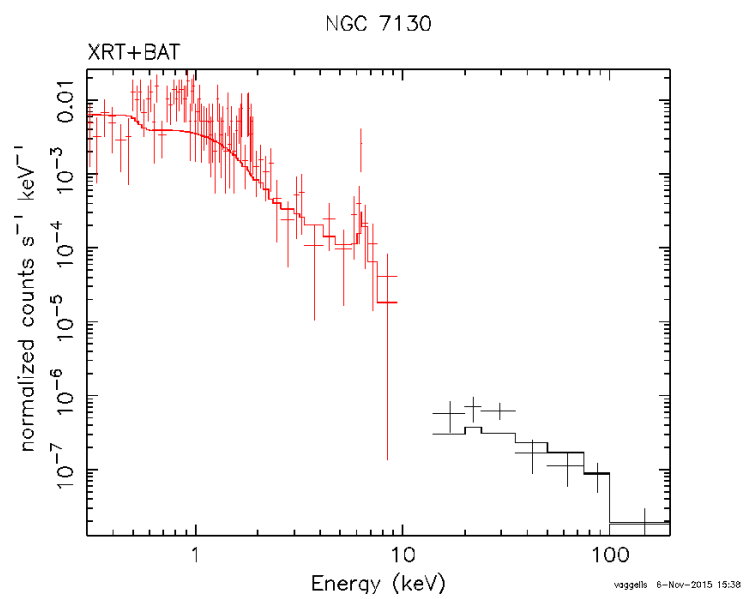
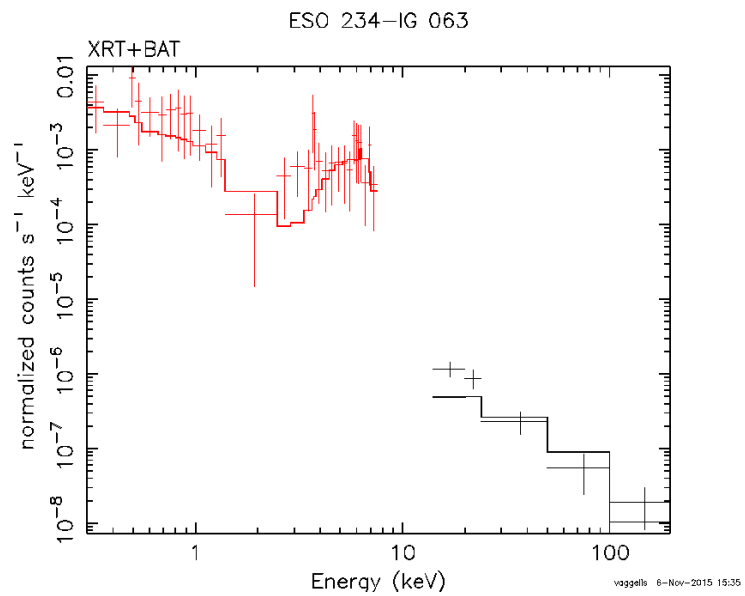
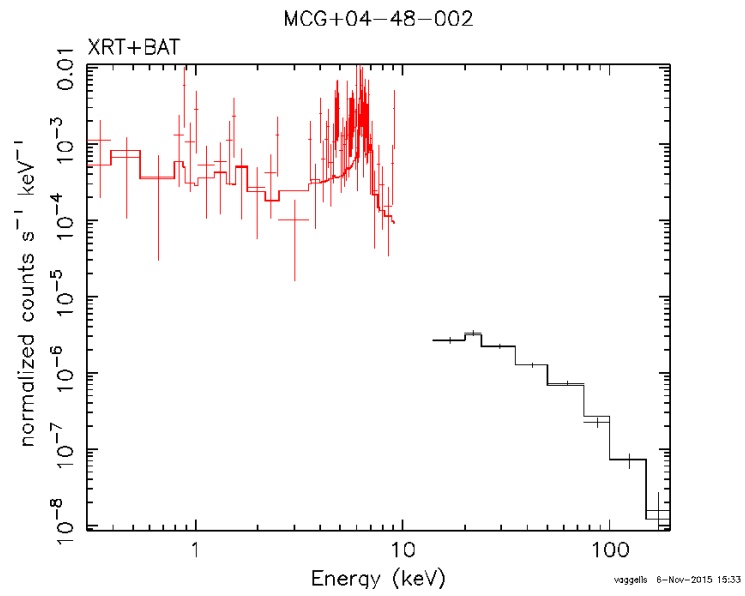


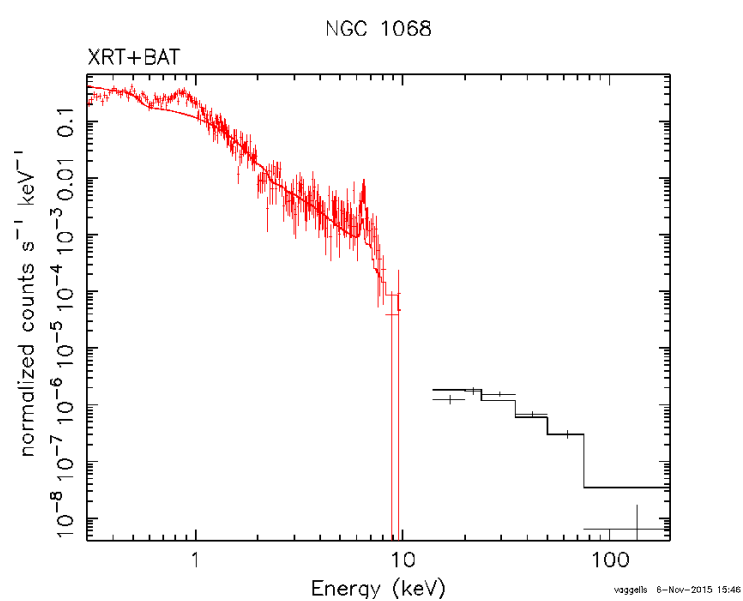
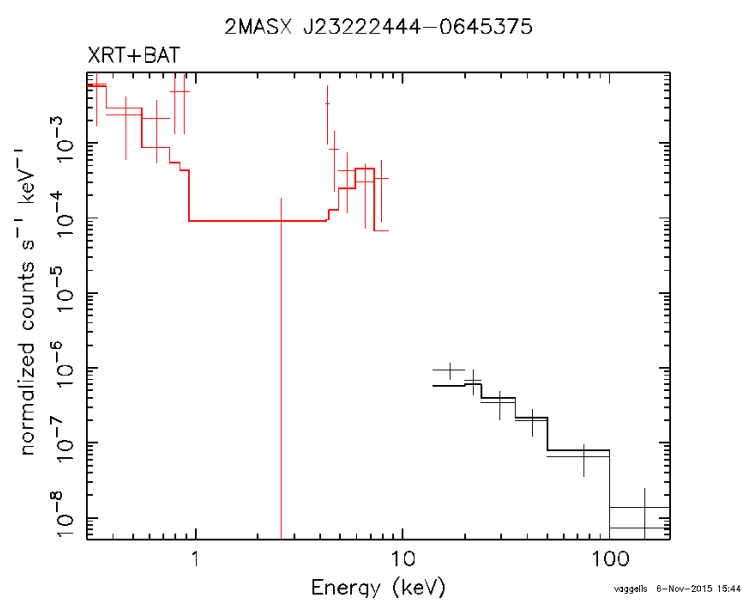
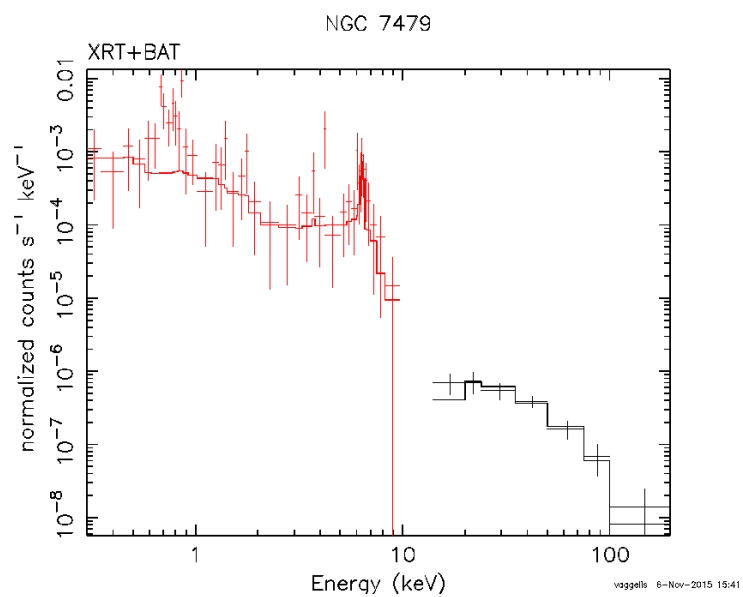


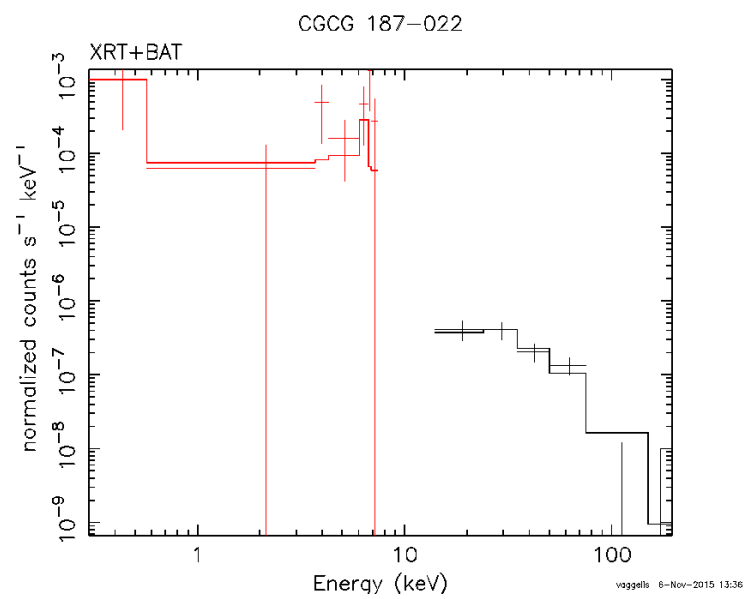
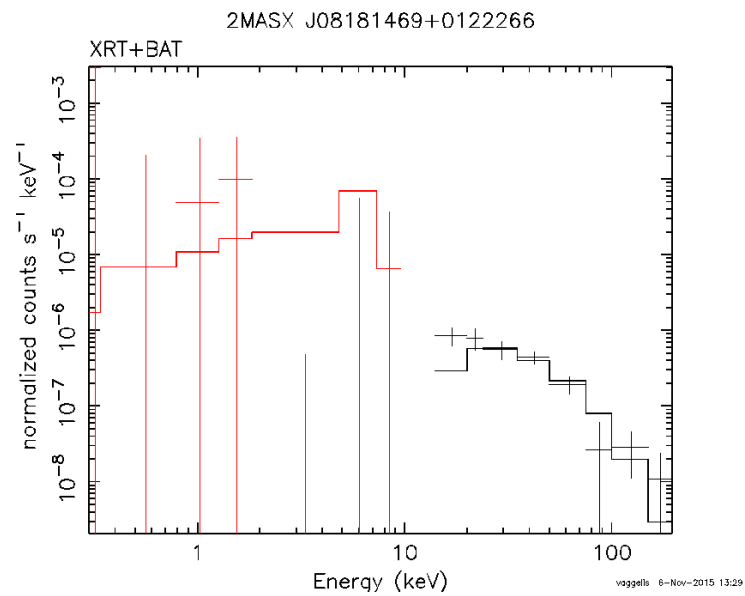
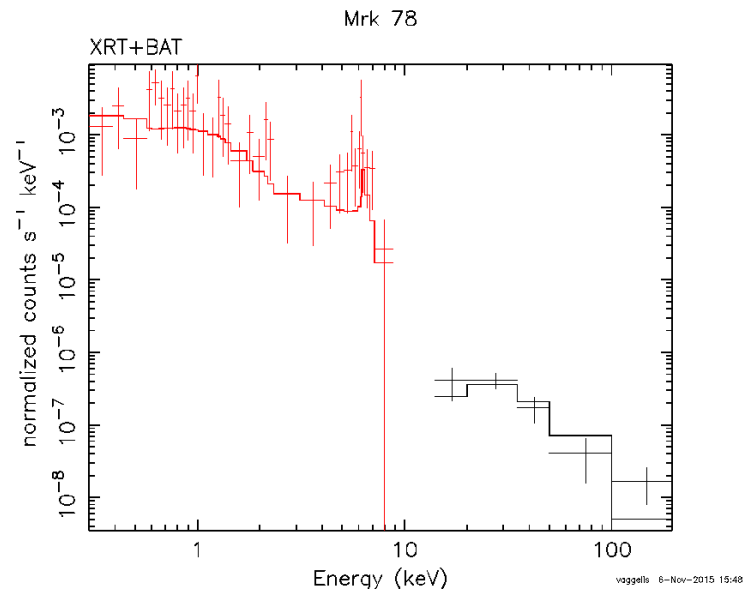


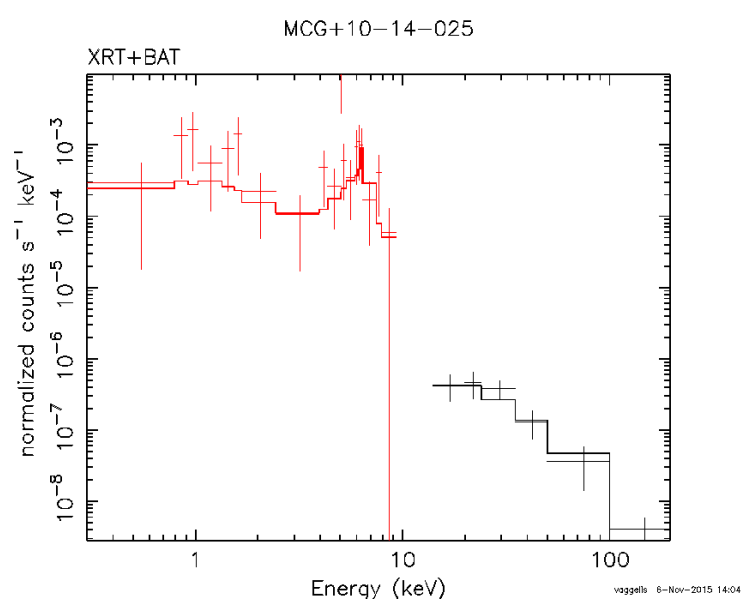
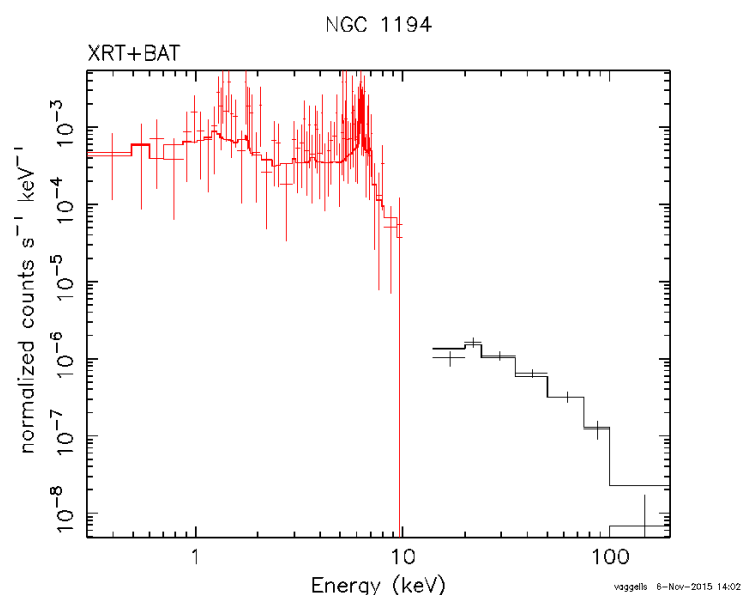
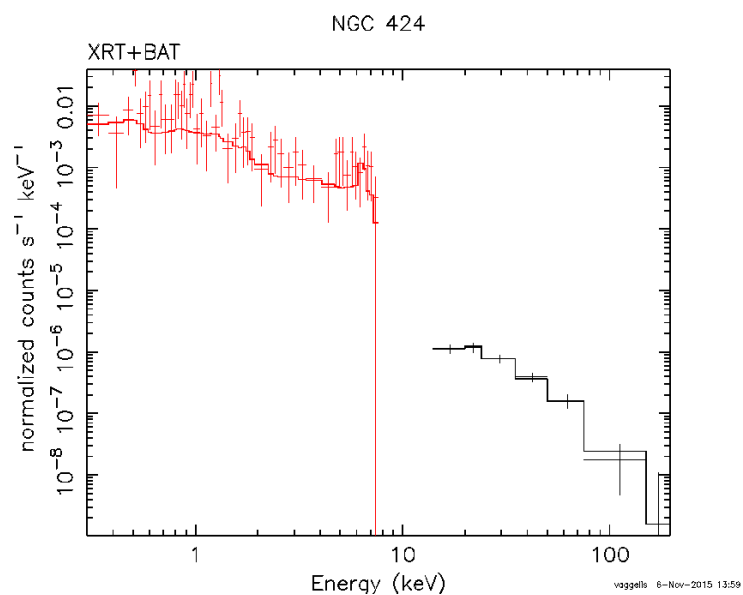


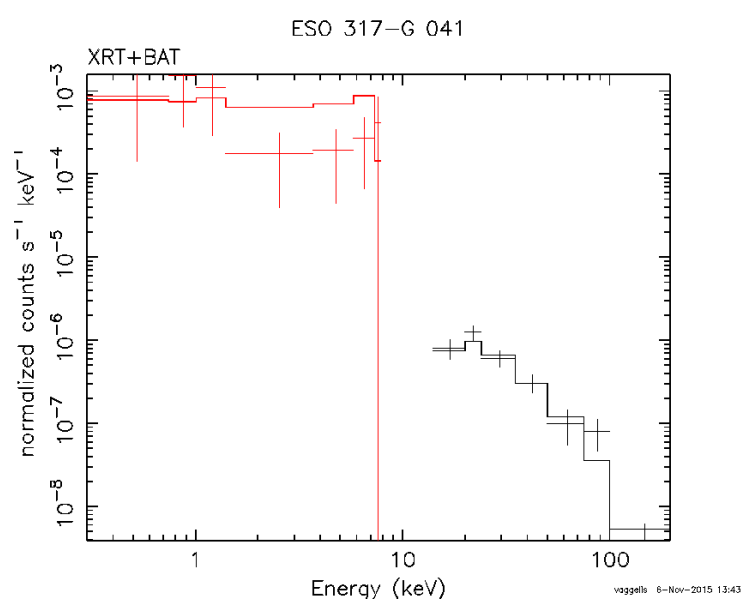
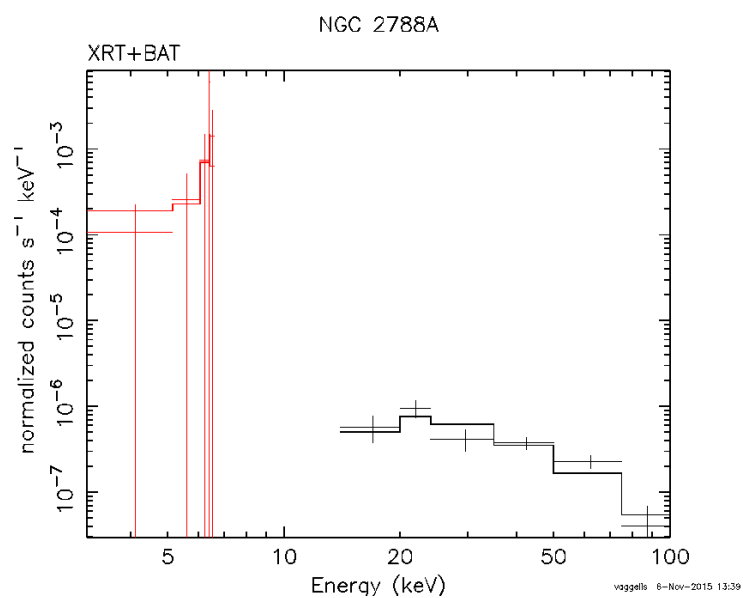
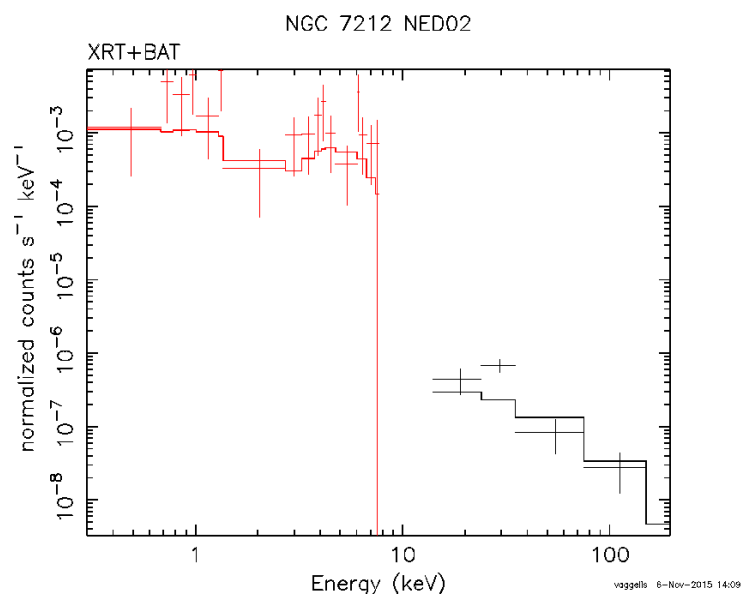


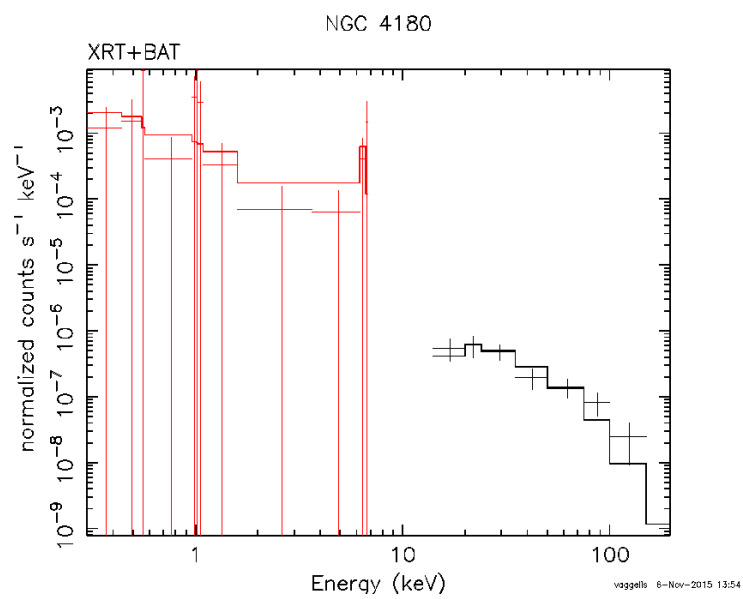
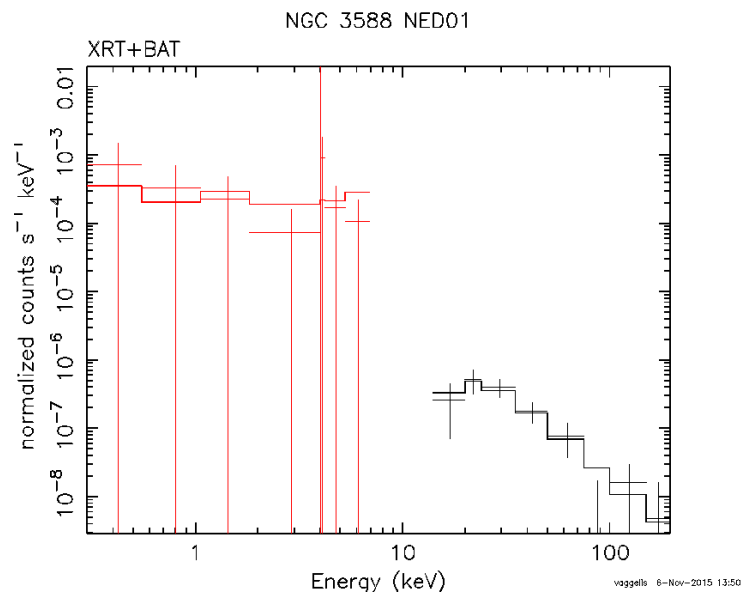
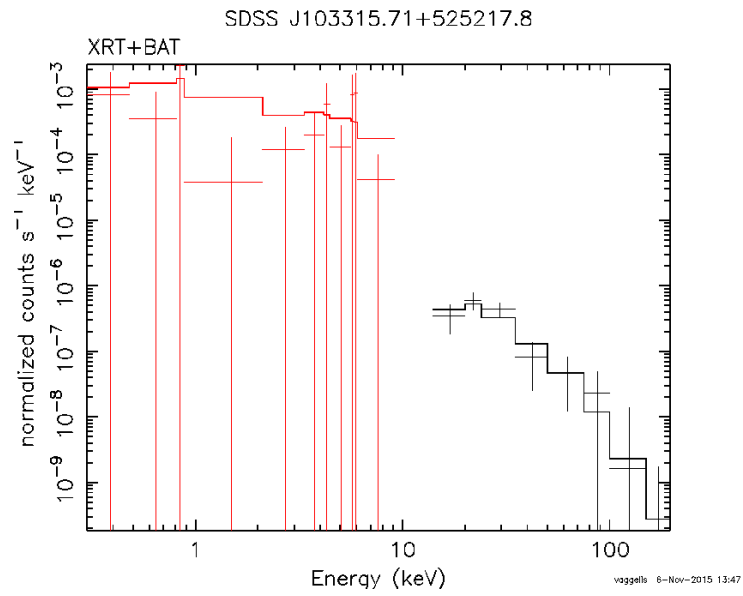


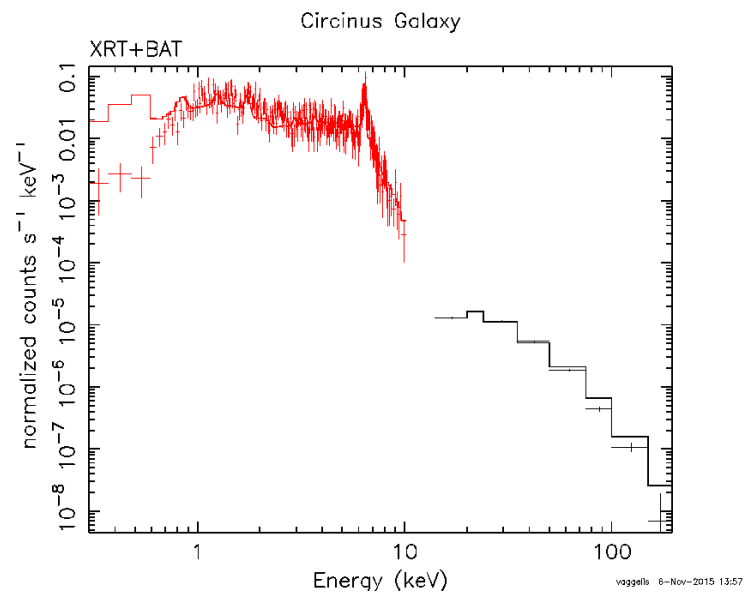












Κώδικας Fortran για την κατασκευή του $\log N$ - $\log S$ λαμβάνοντας υπόψη τη διόρθωση για το N_H .

```

program logN-logS

  implicit none
  real temp,a,b,tempb
  integer :: N,M,i,j,index1,index2
  real, allocatable,dimension(:):: source,x,y,area,lognlogs,prob

  !-----VRISKO TO PLITHOS TON ROWN N-----

  open(10,file='source_14_195.dat')
  N=0

  do

    read (10,*,end=13) temp
    N=N+1

  end do

13  close(10)

  print *,N !deixnei poses einai oi piges

  !-----DIAVAZO TIS PITHANOTITES-----

  allocate(prob(N))

  open(10,file='prob.dat')

  do i=1,N
    read (10,*) prob(i)
  end do
  close(10)

  !-----DIAVAZO TIS ROES-----

  open(10,file='source_14_195.dat')

  allocate(source(N))

  !-----PERNAO TIS ROES SE PINAKA GIA NA TIS SORTARO-----

  do i=1,N
    read (10,*) source(i)
  end do

  close(10)

  call SORT(source,N,prob)

  !-----TORA OI ROES EINAI TAKSINOMIMENES KATA FTHINOUSA SEIRA-----

```

```

!-----APOTHIKEUO SE UPDATED ARXEIO TIS ROES SORTARISMENES KAI
LOGARITHMISMENES-----

open(10,file='source_14_195_updated.dat',status='replace')
  do i=1,N
    source(i)=LOG10(source(i))
    write(10,*) source(i)
  end do

  close(10)

!-----AREA CURVE-----

  open(10,file='area_curve.dat') !vriskw to plthos tw n area_flux
  M=0
do
  read (10,*,end=14) temp
  M=M+1
end do

14 close(10)

print *,M !deixnei posa einai ta simeia tou area curve

open(10,file='area_curve.dat') !diavazw ta zeugh (area,flux)

allocate(x(M),y(M))

  do i=1,M
    read(10,*) x(i),y(i) !pernao ta zeugh (area,flux) se 2
pinakes
  end do

  close(10)

!-----KSEKINAO GIA KATHE PIGI NA VRISKO TO AREA TIS-----

  allocate(area(N))
  allocate(lognlogs(N))

!-----x=flux, y=area-----

  do i=1,N

    do j=1,M

      if ((j==1) .AND. source(i)<x(j)) then

        area(i)=0
        exit

      else if ((j==M) .AND. source(i)>x(j)) then

        area(i)=41253.0

        if (i==1) then

```

```

        lognlogs(i)=prob(i)/area(i)

    else

        lognlogs(i)=lognlogs(i-1) + prob(i)/area(i)

    end if

    exit

else if (source(i) < x(j)) then

    index1=j-1          ! ( x(index1), y(index1) ) = (x1,y1)

    index2=j            ! ( x(index2), y(index2) ) = (x2,y2)

!-----
!-----GRAMMIKI PROSEGGISI/LINEAR INTERPOLATION-----
!-----

    a=(y(index1) - y(index2)) / (x(index1) - x(index2))

    b=(x(index1)*y(index2) - y(index1)*x(index2)) / (x(index1) -
    x(index2))

    area(i)=a*source(i) + b

    if (i==1) then

        lognlogs(i)=prob(i)/area(i)

    else

        lognlogs(i)=lognlogs(i-1) + prob(i)/area(i)

    end if

    exit

end if

end do

end do

!---TIPONO SE ARXEIA TA APOTELESMATAarea,lognlogs,log10(lognlogs)---

!open(20,file='area_14_195.dat',status='replace')
!open(21,file='lognlogs_14_195.dat',status='replace')
!open(22,file='log10lognlogs_14_195.dat',status='replace')
open(23,file='final_14_195.dat',status='replace')

```

```

do i=1,N

    !write(20,*) area(i)
    !write(21,*) lognlogs(i)
    !write(22,*) LOG10(lognlogs(i))
    write(23,*) source(i), LOG10(lognlogs(i))

end do

!close(20)
!close(21)
close(23)

end program logN-logS

!-----YPOROYTINA TAKSINOMISIS KATA FTHINOUSA SEIRA-----

SUBROUTINE SORT(A,N,B)
  REAL, DIMENSION(N) :: A
  REAL, DIMENSION(N) :: B
  REAL :: temp
  REAL :: tempb
  INTEGER :: N,i,j

  do i=1,N-1
    do j=i+1,N
      if (A(i)<A(j)) then
        temp=A(i)
        tempb=B(i)
        A(i)=A(j)
        B(i)=B(j)
        A(j)=temp
        B(j)=tempb
      end if
    end do
  end do

  return
end

```