

ОЦЕНКИ ПАРАМЕТРОВ ВНЕГАЛАКТИЧЕСКОГО ФОНА И ШУМА ПУТАНИЦЫ ДЛЯ ТЕЛЕСКОПА “МИЛЛИМЕТРОН”

© 2020 г. А. А. Ермаш^{1*}, С. В. Пилипенко¹, В. Н. Лукаш¹

¹Физический институт им. П.Н. Лебедева РАН, Москва, Россия

Поступила в редакцию 03.03.2020 г.

После доработки 03.04.2020 г.; принята к публикации 28.04.2020 г.

Чувствительность наблюдений будущими телескопами далекого инфракрасного диапазона, такими как Миллиметрон, будет ограничена шумом путаницы, создаваемым далекими галактиками. Нами была создана модель ИК-фона, главной целью которой было исследование параметров шума путаницы. Модель основана на общедоступной симуляции eGALICS. Для каждой галактики из симуляции мы создаем модельный спектр при помощи программных кодов GRASIL и CHE_EVO, что позволяет получить подсчеты источников, спектр фона и различные параметры. Полученные результаты сравниваются с наблюдательными данными и предсказаниями других моделей. Мы приходим к выводу, что наша модель достаточно уверенно воспроизводит наблюдательные данные. Однако стоит отметить, что модели предсказывают различные распределения источников на плоскости поток–красное смещение, в особенности на больших z . Нами сделаны оценки шума путаницы, основанные на подсчетах источников (критерий плотности источников, критерий вероятности отклонения и т.п.), а также на основе модельных карт. Показано, что ограниченное угловое разрешение наблюдений влияет на кривые подсчетов источников и на оценки шума путаницы. В отличие от других работ, в этой области мы получили карты интенсивности ИК-фона и каталоги модельных галактик с реалистичными спектрами, пригодные для изучения методов борьбы с эффектом путаницы.

Ключевые слова: дальний ИК, эволюция галактик.

DOI: 10.31857/S0320010820050022

ВВЕДЕНИЕ

Наша Вселенная наполнена фоновым излучением во всем диапазоне электромагнитного спектра. Этот фон включает в себя излучение субмиллиметровых галактик, которые имеют максимум в спектре примерно на 100 мкм в собственной системе отсчета в силу большого количества пыли, которое производится за счет активного звездообразования. Плотность субмиллиметровых галактик на небе так высока, что для телескопов существует проблема путаницы, которая оказывает влияние на чувствительность наблюдений (см., например, Доле и др. 2004).

Возможно, переводить на русский язык англоязычный термин “confusion” как “путаница” не совсем корректно, однако в настоящий момент такой перевод данного термина является устоявшимся. Хотя стоит отметить, что такой перевод названия подошел бы скорее для частного случая, когда речь идет о невозможности разрешения ярких объектов

из-за большого количества их на единицу телесного угла, что среди прочего также рассмотрено в данной статье.

Чувствительность наблюдений будущими космическими ИК-телескопами, такими как Миллиметрон (Смирнов и др., 2012; Кардашёв и др., 2014), в режиме широкополосной фотометрии будет ограничена шумом путаницы. Было предложено несколько различных подходов к увеличению чувствительности за пределами шума путаницы. Данные, полученные на более коротких волнах, возможно использовать с целью получения оценки положений объектов и предварительной оценки потока в дальнем ИК-диапазоне. Как было показано в работе (Сафарзаде и др., 2015), это позволяет эффективно учесть вклад от такого источника в длинноволновом ИК-диапазоне. Разновидность данного подхода реализована, например, в программном пакете GETSOURCES (Меньшиков и др., 2012). См. также коды GETFILAMENTS и GETIMAGES (Меньшиков и др., 2010, 2013; Меньшиков, 2017). Другой возможностью является использование данных о спектральных линиях в субмиллиметровом диапазоне, так как они содер-

*Электронный адрес: aermash@gmail.com

жат информацию о красных смещениях и других свойствах неразрешенных галактик, что позволяет уменьшить шум путаницы до порядка величины (Рэймонд и др., 2010). Упоминания заслуживают работы Асбот и др. (2016) и Довелл и др. (2014), где авторы используют метод анализа разностных карт для создания выборки галактик с большим содержанием пыли и высокими темпами звездообразования на больших красных смещениях.

Оценка эффективности этих методов может быть произведена путем симуляции наблюдений на будущих инструментах. Данные с космических обсерваторий (Herschel, Spitzer), а также наземных телескопов на более длинных волнах (850 мкм, 1100 мкм) обладают сравнительно низким угловым разрешением. Наблюдения ALMA обладают достаточно высоким угловым разрешением и чувствительностью, однако они покрывают очень ограниченную площадь на небе и относительно большие длины волн, $\lambda > 300$ мкм. Суммируя все вышесказанное, нам требуется модель, которая будет в состоянии предсказать распределение источников с различными спектрами на небе, в большом интервале красных смещений и светимостей, а также оценить то, как это будет наблюдаться будущими космическими телескопами.

В настоящее время существует большое количество публикаций, в которых созданы различные модели ИК-фона (CIB). Они могут быть условно разделены на две группы: модели обратной эволюции, называемые также эмпирическими (см. Хэйвард и др. 2013а), и полуаналитические модели.

В первой группе моделей популяция галактик описывается функцией светимости или серий функций светимости (ФС) нескольких популяций галактик с различными спектрами. Эти ФС эволюционируют с красным смещением, что параметризуется при помощи заданной математической закономерности. Эволюционные параметры вычисляются путем фитирования модели ко всем наблюдательным данным, включая подсчеты источников и имеющиеся измерения функций светимости. В силу того, что функции светимости на малых красных смещениях известны лучше всего, то за точку отсчета берутся их параметры на малых z , и предполагается, что они эволюционируют с ростом z в “обратном направлении” по времени. Этот тип имеет преимущество в том, что такие модели способны точно воспроизводить наблюдательные данные, поэтому мы использовали модель обратной эволюции Бетермин и др. (2011) в сравнительных целях. С другой стороны, модели обратной эволюции не обладают в достаточной мере предсказательной силой в диапазонах длин волн, для которых отсутствуют наблюдательные данные. Модели подобного типа были рассмотрены во множестве работ, см., например Рахмати, ван дер Верф

(2011), Доле и др. (2003), Чери, Элбаз (2001). Они различаются по количеству популяций галактик (как правило, это число составляет от двух до пяти) и по способу, каким задается эволюция.

Вторая группа моделей — это полуаналитические модели, основанные на эволюции гало темной материи, заданной при помощи функции масс гало или путем создания численной симуляции. Следующим шагом для гало с массой M назначается определенная светимость при помощи соотношения масса—светимость, а также задаются в соответствие спектры. Это позволяет вычислить подсчеты источников, функции светимости и др. Примеры таких моделей можно обнаружить в следующих работах: Лейси и др. (2010), Ковли и др. (2015), Швинбанк и др. (2008), Фонтанот и др. (2010), Кузин и др. (2015а), Кузин и др. (2015b).

Самый точный подход к моделированию эволюции галактик — численная симуляция эволюции барионной материи. Такие симуляции имеют ограниченный объем, поэтому их затруднительно применять для оценки параметров внегалактического фона, хотя такие попытки предпринимаются, например, в работе Шимизу и др. (2012) неплохо воспроизводятся подсчеты источников на длинах волн 850 мкм и 1100 мкм.

Однако следует помнить, что представленная здесь классификация является упрощенной, и существует множество моделей, использующих подходы различных типов. Ранее авторами была разработана простая полуаналитическая модель, в которой для гало моделей из симуляции были назначены светимости в соответствии с известным соотношением масса—светимость (Пилипенко и др., 2017). Параметры соотношения $M-L$ были определены путем фитирования наблюдательных данных о подсчетах источников. Модель воспроизводит подсчеты источников с достаточной точностью в диапазоне длин волн 100–2000 мкм. Тем не менее стоит отметить, что эта модель использовала один спектр для всех галактик.

В данной работе мы построили модель внегалактического фона, используя данные симуляции eGALICS, описанной в работах Кузин и др. (2015а) и Кузин и др. (2015b), которая содержит параметры гало темной материи, а также свойства звездной и газовой компонент, полученные полуаналитическим методом. Нами была создана библиотека спектров при помощи кодов GRASIL и CHE_EVO (Сильва и др., 1998). Каждой галактике из симуляции был назначен соответствующий спектр. Далее был построен конус из кубов симуляции, и проанализированы свойства модельного обзора. Основные преимущества нашей модели внегалактического фона заключаются в следующем: 1) использование N-body симуляций, что позволяет учесть влияние крупномасштабной структуры Вселенной;

2) отсутствие свободных параметров, с помощью которых предсказание симуляции аппроксимирует наблюдательные данные; 3) учет сложной эволюции спектров галактик.

Отметим, что для создания моделей внегалактического фона код GRASIL используется далеко не впервые, см., например, работы Лейси и др. (2010), Швинбанк и др. (2008), Фонтанот и др. (2010).

Важным аспектом создания моделей внегалактического фона является учет сравнительно невысокого углового разрешения существующих телескопов. Таким образом, яркие объекты на самом деле представляют из себя группы галактик, находящиеся на угловом расстоянии меньше, чем разрешающая способность. На сегодняшний день во многих работах была рассмотрена эта проблематика, см., например, первые работы, посвященные данному вопросу: Хэйвард и др. (2011, 2012, 2013b), а также Хэйвард (2013). Особенно существенен этот эффект на субмиллиметровых длинах волн, а именно 850 и 1100 мкм. Таким образом, чтобы подчеркнуть важность данного явления, Хэйвард и др. (2013b) вводят термин “субмиллиметровый источник” в противовес термину “субмиллиметровая галактика”.

КОСМИЧЕСКИЙ ТЕЛЕСКОП МИЛЛИМЕТРОН

Основной целью данной работы является создание простой модели, которая позволит нам оценить параметры внегалактического фона для планируемого телескопа Миллиметрон. Подробные характеристики телескопа и научной аппаратуры даны в работах Кардашёв (2017); Кардашёв и др. (2014); Смирнов и др. (2012) и на официальном веб-сайте проекта в сети интернет¹. Далее описаны параметры телескопа, важные для данной работы.

Космическая обсерватория Миллиметрон будет обладать 10-метровым главным зеркалом, которое будет активно охлаждаться до температуры 4.5 К. Аппарат будет запущен на орбиту около точки Лагранжа L2 в системе Солнце–Земля. Фотометрические наблюдения будут проводиться при помощи инструментов ДМС (Длинноволновый Матричный Спектрометр) и КМС (Коротковолновый Матричный Спектрометр). КМС будет состоять из двух основных частей — матричного фотометра, работающего во всем рабочем диапазоне частот, который разделен на несколько поддиапазонов с помощью дихроических делителей луча, и матричного спектрометра, спектральное разрешение которого будет определяться входным оптическим фильтром. Подобный

подход был использован в приемнике PACS (<http://www.cosmos.esa.int/web/herschel/science-instruments>), установленном и успешно работавшем в составе космической обсерватории Гершель, что, несомненно, будет использовано при создании КМС для обсерватории “Миллиметрон”. ДМС будет похож на приемник SPIRE (<http://www.cosmos.esa.int/web/herschel/science-instruments>), установленный и успешно эксплуатировавшийся в составе космической обсерватории Гершель. Одновременно с этим приемник будет оптимизирован для точных измерений эффекта Сюняева–Зельдовича. Весь диапазон рабочих частот спектрометра от 100 ГГц до 1 ТГц разбит на 4 поддиапазона.

Рассмотренные модели

В данной работе мы рассматривали следующие версии модели. Первая модель была создана авторами текущей работы, предыдущая версия которой детально описана в работе Пилипенко и др. (2017). Здесь и далее мы именуем эту модель P2017.

Второй моделью мы рассматривали проект IRGAL и модель, представленную в работе Беттермин и др. (2011). Здесь мы используем сокращение BM (Bethertmin backward evolution Model — модель обратной эволюции Беттермин и др., 2011).

Для основной части расчетов мы использовали находящуюся в открытом доступе модель eGALICS. Эта симуляция описана подробно в работах Кузин и др. (2015a) и Кузин и др. (2015b).

Рассмотренные модели внегалактического фона основаны на различных космологических симуляциях и содержат различные космологические параметры. В модели P2017 космологические параметры были таковы: $\Omega_{\Lambda 0} = 0.69$, $\Omega_{m 0} = 0.31$, $H_0 = 67.77$ км с⁻¹ Мпк⁻¹ (Клыпин и др., 2016). В модели BM: $\Omega_{\Lambda 0} = 0.73$, $\Omega_{m 0} = 0.27$, $H_0 = 71.0$ км с⁻¹ Мпк⁻¹ (Ларсон и др., 2011). Модель eGALICS основана на космологии WMAP 3-уг: $\Omega_{\Lambda 0} = 0.76$, $\Omega_{m 0} = 0.24$, $H_0 = 73$ км с⁻¹ Мпк⁻¹. Для всех вычислений был использован язык Python 2.7.

Приведем здесь основные свойства модели, ранее опубликованной в Пилипенко и др. (2017). Подробнее о ней можно прочитать в данной статье, детальное ее описание здесь невозможно в силу ограниченного объема публикации. Из базы COSMOSIM были извлечены все доступные срезы по красному смещению численной симуляции Small Multidark Planck (Клыпин и др., 2016). Размер куба 40 Мпк h⁻¹, угол созданного конуса составил 1° × 1°. Ориентация оси конуса была выбрана таким образом, чтобы каждая часть куба симуляции входила в конус лишь один раз.

¹ millimetron.ru

Минимальное и максимальное красные смещения были заданы равными $z_{\min} = 0.30$ и $z_{\max} = 6.19$. Минимальная и максимальная массы гало темной материи в симуляции составляли соответственно $M_{\min} = 3 \times 10^{10} M_{\odot}$, $M_{\max} = 2.56 \times 10^{14} M_{\odot}$. Общее количество гало $N = 1\,285\,307$. При учете линзирования использовалась модель точечной линзы. Было использовано следующее часто используемое соотношение $M-L$:

$$L(M, z) = L_0(1+z)^\eta \log M \times \exp\left(-\frac{(\log M - \log M_0)^2}{2\sigma_L^2}\right). \quad (1)$$

Параметры в этой формуле таковы: $\log M_0 = 12.6$, $\sigma_L^2 = 0.15$, $\eta = 3.16$ при $z < 2$ и $\eta = 0$ при $z > 2$, $L_0 = 5 \times 10^9 L_{\odot}$ для ИК-светимости в диапазоне длин волн 8–1000 мкм. Усредненные спектры галактик были взяты из Микаловски и др. (2010).

С целью сравнения предсказаний моделей с принципиально отличными подходами мы также произвели вычисления в соответствии с методикой, описанной в работе Бетермин и др. (2011) (модель ВМ). Подход, использованный авторами, вкратце заключается в следующем. Рассматривались две популяции, “нормальных галактик” и “галактик со звездообразованием”, т.е. использовались два типа спектров. Следует отметить, что форма спектра второй популяции зависит от светимости. Задавалась функция светимости, которая эволюционирует с красным смещением. Форма зависимости доли галактик каждого типа от светимости также содержала свободный параметр. Свободные параметры определялись за счет фитирования к наблюдательным данным подсчетов источников. Линзирование также учитывалось при расчетах.

Модель фона на основе симуляции eGALICS

Чтобы создать модель внегалактического фона, основанную на симуляции барионной материи, мы использовали общедоступные данные модели eGALICS (Кузин и др., 2015a,b), которую создатели называют “полуаналитической”. Первым шагом авторы создают симуляцию темной материи со следующими параметрами. Космология — Λ CDM-Зуг, где $\Omega_m = 0.24$, $\Omega_\Lambda = 0.76$, $f_b = 0.16$, $h = 0.73$. Объем симуляции $(100h^{-1})^3 \simeq 150 \text{ Мпк}^3$, количество частиц 1024^3 с массой $m_p = 8.593 \times 10^7 M_{\odot}$, минимальная масса гало $M_h^{\min} = 1.707 \times 10^9 M_{\odot}$. Затем авторы модели добавляют барионную материю, учитывая образование дисков, псевдобалджей, фидбэк от сверхновых, активные ядра галактик, горячие гало, процессы охлаждения и прочее. Один из ключевых новых

элементов их модели — это резервуар холодного, не участвующего в звездообразовании газа.

Первый шаг на пути к построению модели фона из этой симуляции — создание конуса. При создании большого конуса из симуляции с относительно небольшим размером куба возникает проблема, заключающаяся в том, что одна и та же часть объема оказывается на луче зрения несколько раз. Крупномасштабная структура эволюционирует медленно, в силу чего повторяющиеся элементы создают эффект перспективы, что проиллюстрировано на левой панели рис. 1. Оригинальное решение данной проблемы было предложено в статье Блэизот и др. (2005). В процессе сборки конуса каждый куб был подвергнут следующим трансформациям независимо по каждой оси: сдвиг на случайную величину, вращение на $\pi/2$, π или $-\pi/2$, отражение вдоль данной оси. Это не единственный вариант такого подхода. Так, Бетермин и др. (2017) применяли вращение на 10° по двум координатным осям. Результат подобных преобразований показан на рис. 1, правая панель. Как и следовало ожидать, повторяющиеся структуры отсутствуют. Наличие подобных структур оказывает влияние на вид модельной карты неба и угловую корреляционную функцию. Корреляционная функция карты, полученной без преобразований, демонстрирует избыточную кластеризацию на малых угловых масштабах.

В целях сравнения нами были созданы две модели, основанные на данных симуляции eGALICS. Первая упрощенная модель основывалась на соотношении $M-L$, вторая основывалась на данных об эволюции барионной материи. Сравнение этих двух моделей продемонстрирует значения учета эволюции галактик при построении моделей фона.

Вначале рассмотрим упрощенную модель. Она основывалась на информации о массах гало темной материи, соотношении масса–светимость и простом модельном спектре. Здесь и далее эта модель обозначается как E1. Этих составляющих вполне достаточно для вычисления потоков. Соотношение $M-L$ было взято из работы Коллаборация Planck и др. (2014):

$$L_{(1+z)\nu}(M, z) = L_0 \Phi(z) \Sigma(M, z) \Theta[(1+z)\nu], \quad (2)$$

где $\Phi(z) = (1+z)^\delta$ и

$$\Sigma(M, z) = M \frac{1}{(2\pi\sigma_{L/M}^2)^{1/2}} \times \exp\left(-\frac{(\log_{10}(M) - \log_{10}(M_{\text{eff}}))^2}{2\sigma_{L/M}^2}\right). \quad (3)$$

Параметры в этом уравнении: $\delta = 3.6$, $\sigma_{lm}^2 = 0.5$, $\log_{10} M_{\text{eff}} = 12.6$ (M_{eff} в единицах M_{\odot}), $L_0 = 0.0135 L_{\odot}$, $M_{\min} = 1.0 \times 10^{10} M_{\odot}$. Первые

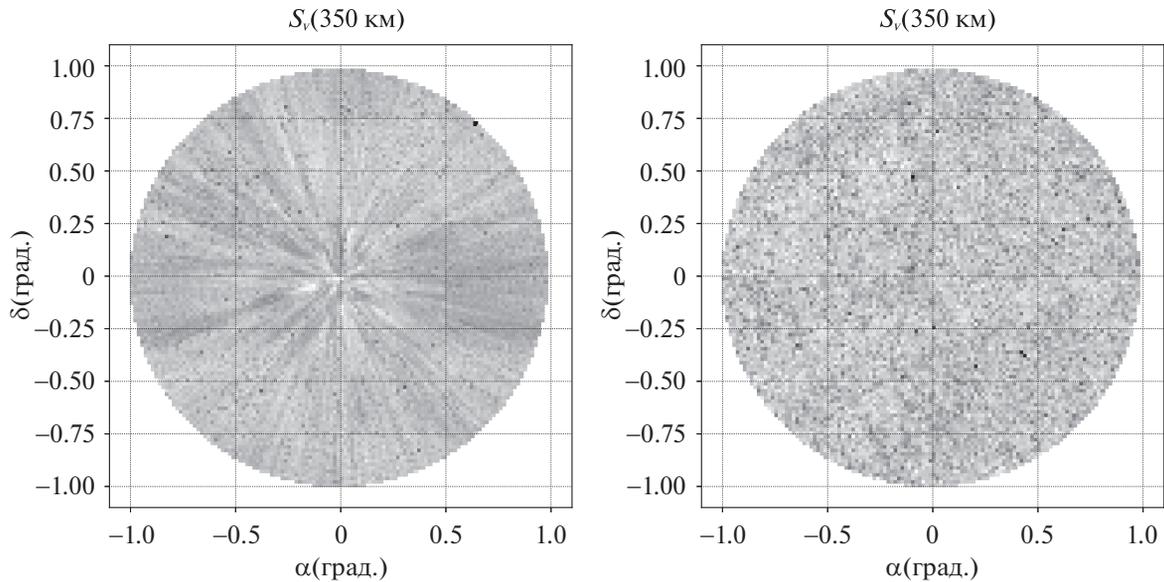


Рис. 1. Симулированные карты модели E2. Длина волны 350 мкм, размер пикселя 1 угл. мин. Левая панель: карты получены без применения преобразований к кубам симуляции. Повторяющиеся структуры ясно видны. Правая панель: преобразования были применены к кубам симуляции. Повторяющиеся структуры отсутствуют.

три параметра были взяты из работы Коллаборация Planck и др. (2014), последние два — из Ву, Доре (2017). При $M < M_{\min}$ светимость полагалась равной $L = 0$. При $z > 2$ параметр $\delta = 0$. Мы использовали библиотеку спектров из работы Чери, Элбаз (2001). Данные находятся в открытом доступе на веб-сайте: http://david.elbaz3.free.fr/astro_codes/chary_elbaz.html. Библиотека состоит из 105 спектров для интервала светимости $L = 2.73 \times 10^8 L_{\odot} - 3.53 \times 10^{13} L_{\odot}$. Следует отметить, что использование подобной библиотеки приемлемо только для создания упрощенной модели в целях иллюстрации и сравнения. Причина заключается в том, что эта библиотека была создана для локальных галактик на малых красных смещениях. Тот факт, что спектры галактик изменяются с красным смещением, рассмотрен в огромном количестве работ, см., например, публикацию, посвященную коду GRASIL (Сильва и др., 1998).

Графики дифференциальных подсчетов источников, основанные на этом упрощенном подходе, показаны на рис. 2 и 3. На графиках отмечены Пуассоновские ошибки.

Для создания основной модели внегалактического фона на основе симуляции eGALICS мы применили следующий подход. Здесь и далее мы именуем эту модель E2. Диски и балджи рассматривались независимо. Нами была создана библиотека спектров при помощи находящихся в открытом доступе программных кодов GRASIL и CHE_EVO (Сильва и др., 1998). Эти коды вычисляют спектральную эволюцию звездных систем,

учитывая вклад от пыли. Были созданы две библиотеки спектров для дисков и балджей. Первая содержала 16 758 спектров, вторая — 7056 спектров.

Для каждого объекта в конусе eGALICS с диском и/или балджем была найдена ближайшая модель в пространстве параметров: возраст галактики t_{gal} , звездная масса M_* , масса газа M_{gas} , темп звездообразования, размер и металличность. Для каждого диска и балджа были созданы 10 спектров для следующих углов наклона: $0^\circ, 10^\circ, \dots, 90^\circ$. Угол наклона каждого объекта задавался случайным образом. Для дальнейшей обработки были отобраны модели, которые отличаются от объектов в каталоге eGALICS по звездной массе не более чем на 0.1 dex. Мы также исключили те модели, которые более чем на 5 млрд лет моложе, чем возраст Вселенной. Результатом этих операций является модельный конус, который содержит трехмерные координаты объектов и идентификатор в библиотеке балджей/дисков.

Для того чтобы время вычислений оставалось приемлемым, дискретный шаг по каждому параметру не должен быть слишком мал. Чтобы компенсировать эффект от дискретности параметров, мы использовали средневзвешенные значения параметров по N ближайшим моделям. В данной работе N было принято равным 7. Следующим шагом были вычислены потоки на интересующих нас длинах волн. Вклад от активных галактических ядер также был учтен, так как данные симуляции eGALICS содержат болометрические светимости

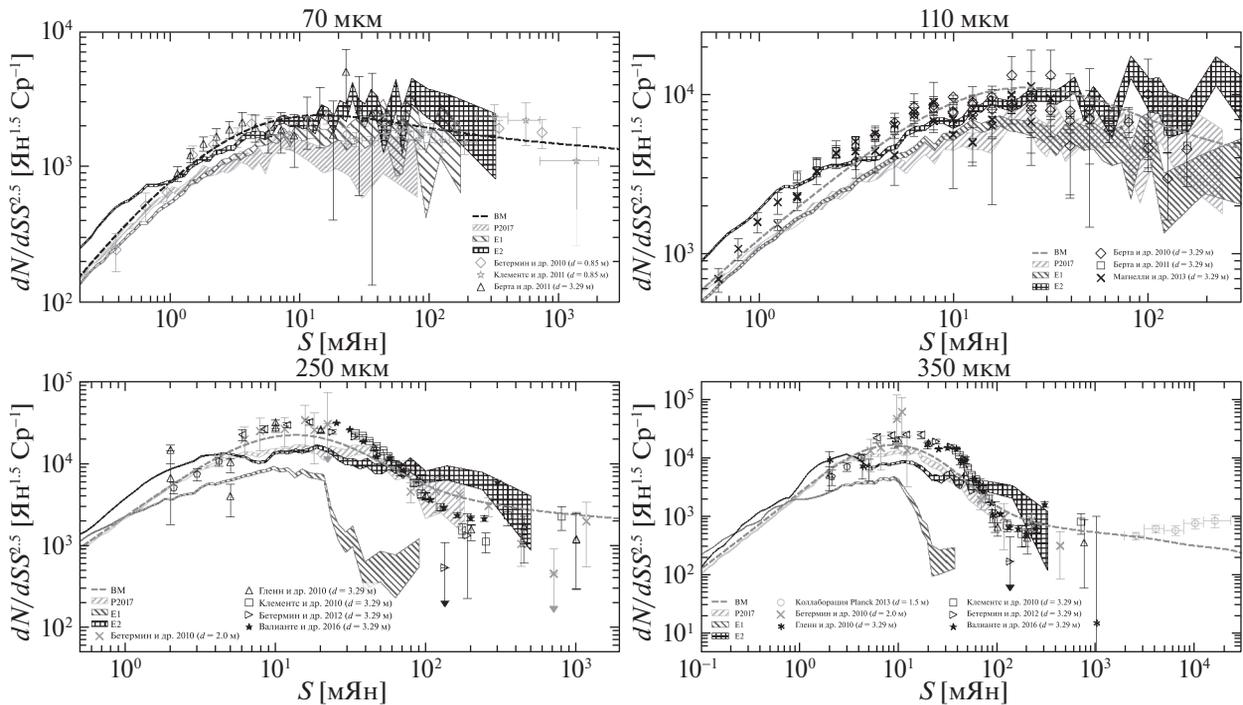


Рис. 2. Дифференциальные подсчеты источников. Общее для всех графиков: 1) Предсказания модели VM. 2) Модель P2017. 3) E1. 4) E2. Различными маркерами показаны следующие данные из литературы. Левая верхняя панель (70 μm): Бетермин и др. (2010a), Клементс и др. (2011) — Spitzer $d = 0.85$ м. Берта и др. (2011) — Herschel $d = 3.29$ м. Правая верхняя панель (110 μm): Берта и др. (2010), Берта и др. (2011), Магнелли и др. (2013) — Herschel $d = 3.29$ м, $\lambda = 100$ μm . Левая нижняя панель (250 μm): Гленн и др. (2010) ($d = 3.29$ м), Клементс и др. (2010) ($d = 3.29$ м), Бетермин и др. (2012) ($d = 3.29$ м), Валианте и др. (2016) ($d = 3.29$ м). Правая нижняя панель (350 μm): Бетермин и др. (2010b) — BLAST $d = 2$ м. Правая нижняя панель (350 μm): Легенда аналогична 250 μm , с одним исключением: Коллаборация Planck и др. (2013) — PLANCK $d = 1.5$ м.

активных ядер галактик. Болومترическая коррекция для ИК-диапазона была взята из работы Ризалити и Элвис (2004): $L_{IR} = 0.19L_{\text{bol}}$. В целях простоты мы использовали один спектр AGN первого типа из работы Луи и др. (2017). Линзирование источников также было рассмотрено. Примененный метод был аналогичен методу, описанному выше и примененному в модели P2017. Учет линзирования важен для субмиллиметровых подсчетов источников вследствие крутого наклона кривой подсчетов источников, см., например, Бетермин и др. (2017). В нижеследующих разделах подробно описаны результаты, полученные при помощи данной модели.

Однако необходимо упомянуть возможную проблему в вышеописанном подходе. Заключается она в том, что на очень больших красных смещениях свойства пыли могут значительно отличаться. Отметим, что существуют свидетельства того, что количество пыли существенно изменяется с $z = 2$. Например, в работах Кэси и др. (2018a) и Кэси и др. (2018b) авторы рассматривают два варианта эволюции пыли от $z = 2$ к большим красным смещениям: количество пыли уменьшается резко или, наоборот, остается весьма значительным. Однако существующих наблюдательных данных о подсчетах источников недостаточно для того, чтобы

сделать окончательный выбор в пользу одной из моделей (см., например, рис. 5 из работы Кэси и др. (2018b)). В силу этого изменение параметров пыли в данной работе не учитывалось, и это было оставлено для дальнейших исследований.

Во время подготовки данной статьи вышли работы Кузин и др. (2019a), Кузин и др. (2019b) авторов eGALICS, представляющие собой развитие рассмотренной модели. В дальнейшем целесообразно использовать новые более детальные модели галактической эволюции для оценки параметров шума путаницы и внегалактического фона.

РЕЗУЛЬТАТЫ

Дифференциальные подсчеты источников

Ключевым предсказанием любой модели внегалактического фона являются подсчеты источников. Основным результатом модели P2017, а также моделей E1 и E2 являются конусы, содержащие координаты, коэффициенты усиления из-за линзирования и потоки в соответствующих длинах волн, что позволяет вычислить подсчеты источников. Это было произведено для следующих длин волн: 70, 110, 250, 350, 650, 1100, 2000 μm . Этот выбор обоснован тем, что основной целью данной

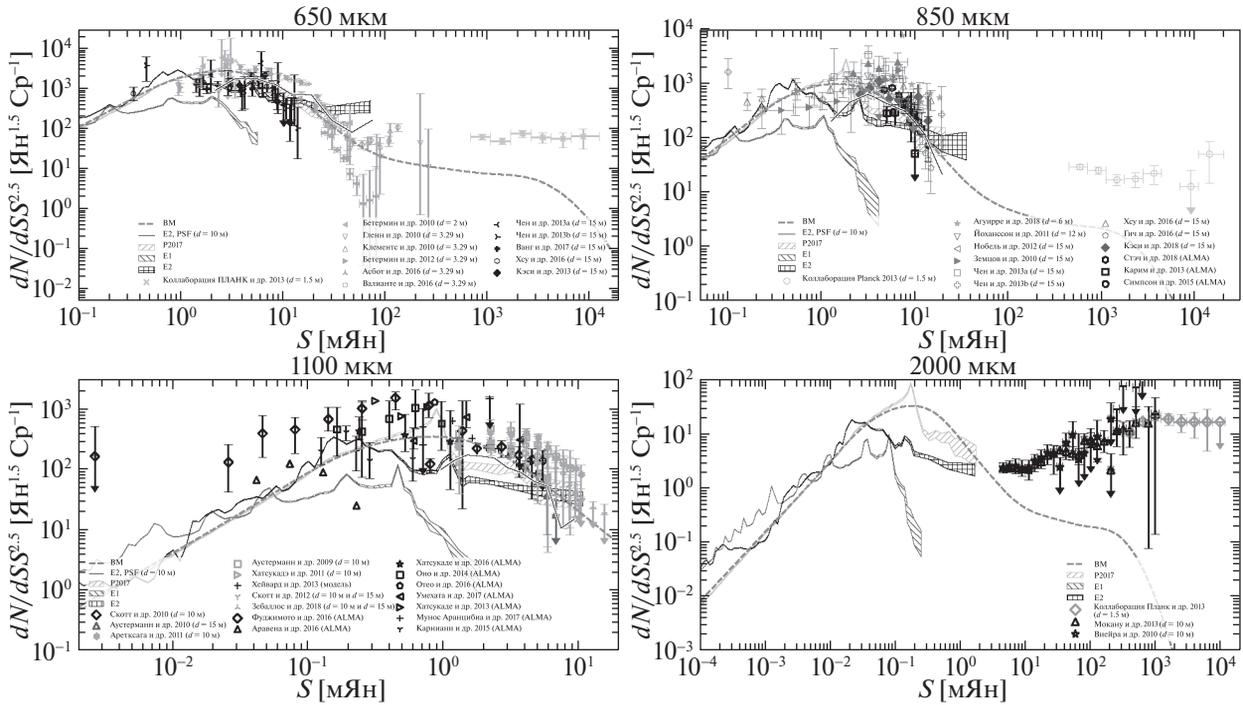


Рис. 3. Дифференциальные подсчеты источников. Общее для всех четырех графиков. 1) Предсказания модели ВМ. 2) Модель P2017. 3) E1. 4) E2. Различные маркеры обозначают данные из литературы. Верхняя панель (650 μm): Гленн и др. (2010), Клементс и др. (2010), Бетермин и др. (2012), Асбот и др. (2016), Валианте и др. (2016) — Herschel $d = 3.29$ m, $\lambda = 500$ μm . Чен и др. (2013a), Чен и др. (2013b), Вэнг и др. (2017), Хсу и др. (2016), Кэси и др. (2013) — SCUBA-2 JCMT $d = 15$ m, $\lambda = 450$ μm . Бетермин и др. (2010b) — BLAST $d = 2$ m, $\lambda = 500$ μm . Коллаборация Planck и др. (2013) — Planck $d = 1.5$ m, $\lambda = 550$ μm . Верхняя правая панель (850 μm): Коллаборация Planck и др. (2013) — PLANCK $d = 1.5$ m. Йохансон и др. (2011) — APEX LABOCA $d = 12$ m, $\lambda = 870$ μm . Нобель и др. (2012), Земцов и др. (2010) — SCUBA $d = 15$ m. Чен и др. (2013a), Чен и др. (2013b), Хсу и др. (2016), Гич и др. (2017), Кэси и др. (2013) — SCUBA 2 $d = 15$ m. Карим и др. (2013), Симпсон и др. (2015), Стэч и др. (2018) — ALMA 870 μm . Агуирре и др. (2018) — LABOCA/ACT $d = 6$ m, 870 μm . Нижняя левая панель (1100 μm): Скотт и др. (2012), Скотт и др. (2010), Аустерманн и др. (2010), Аретксага и др. (2011), Аустерманн и др. (2009), Хатсукаде и др. (2011), Зебаллос и др. (2018) — AzTEC $d = 10$ m, $d = 15$ m. Хэйвард и др. (2013a) — модельные предсказания. Карниани и др. (2015), Хатсукаде и др. (2016), Мунос Аранцибиа и др. (2017), Умехата и др. (2017) — ALMA. Фуджимото и др. (2016), Аравена и др. (2016), Оно и др. (2014), Ото и др. (2016) — ALMA 1.2 mm. Хатсукаде и др. (2013) — ALMA 1.3 mm. Левая нижняя панель (2000 μm): Коллаборация Planck и др. (2013) — PLANCK 143GHz (2096 μm). Мокану и др. (2013), Виейра и др. (2010) — SPT. На графиках для 650, 850 и 1100 μm показаны кривые подсчетов источников, полученные PSF-фотометрией модельных карт E2.

работы является предсказание параметров фона для телескопа Миллиметрон. Графики подсчетов источников приведены на рис. 2 и 3. Крайне важно сравнить модельные предсказания с наибольшим количеством результатов наблюдений из различных работ.

В случае если длина волны отличалась от расчетной, подсчеты источников конвертировались в предположении, что $S_{\lambda_1} = kS_{\lambda_2}$. Коэффициент k высчитывался путем линейной регрессии по всем объектам модельного конуса. На 650 мкм наблюдательные данные отсутствуют, все нанесенные на график маркеры получены путем пересчета с длин волн 450, 500, 550 мкм.

Отметим, что активные ядра галактик вносят заметный вклад на коротких длинах волн (70 и 110 мкм), начиная с 250 мкм их влиянием можно

пренебречь. К такому же выводу, а именно, что AGN вносят вклад только на коротких длинах волн, пришли и авторы других работ, например Кэси и др. (2018a). На длинах волн 1100 и 2000 мкм AGN могут вносить вклад за счет синхротронного излучения радиогромких источников, однако количество источников на рассматриваемой в данной работе площадке в один квадратный градус должно быть мало (Кэси и др. (2018a)). Вообще, следует отметить тот факт, что на больших потоках достоверность наблюдательных данных и результатов модельных симуляций находится под вопросом в силу малых углов обзоров.

На больших красных смещениях яркие на длинах волн 850 и 1100 мкм объекты могут представлять собой разнородную популяцию, состоящую из сливающихся галактик, нестабильных дисков

и других типов объектов. В симуляции барионной материи, взятой нами за основу модели фона, учитываются слияния галактик и их влияние на звездообразование.

Как и следовало ожидать, модель ВМ, являясь феноменологической, неплохо аппроксимирует наблюдательные данные на всех рассмотренных длинах волн. Предсказания модели R2017 находятся в пределах ошибок наблюдательных данных, однако недостатком является то, что она предсказывает подсчеты до несколько меньших потоков, чем модель E2. Модель E1, созданная для сравнения, как и следовало ожидать, демонстрирует значительные расхождения с наблюдениями. Модель E2 неплохо предсказывает подсчеты источников на всех длинах волн.

Следует отметить некоторое расхождение в модельных предсказаниях подсчетов моделей на длинах волн 850 и 1100 мкм на потоках $S > 1$ мЯн. Причина этого была обнаружена ранее во множестве различных работ, см., например Бетермин и др. (2017), Ковли и др. (2015) (посвящена субмиллиметровой полосе 850 мкм) и особенно Ковли и др. (2017). Первыми на этот эффект обратили внимания авторы работ Хэйвард и др. (2011, 2012). Дело в том, что на больших длинах волн следует различать подсчеты источников, полученные на основе модельных каталогов и анализа наблюдательных карт. Причина этого заключается в том, что при сравнительно небольшом разрешении значительная доля наблюдаемых объектов на самом деле являются группами галактик, причем не обязательно физически связанными (см., например, рис. 8 из работы Ковли и др. (2015), а также Хэйвард и др. (2013b)). Это различие является весьма существенным, даже несмотря на большую разницу, в порядок величины, между различными наблюдательными оценками (Кэси и др., 2018a). В целях иллюстрации этого эффекта нами были построены модельные карты для всех рассмотренных нами длин волн. Разрешающая способность телескопа “Миллиметрон” считалась диффракционной, размер пикселя на каждой длине волны предполагался равным $FWHM/3$. В целях простоты шум на модельных картах отсутствовал. Это ведет, во-первых, к лучшему детектированию источников, чем при реальных наблюдениях, а во-вторых, к тому, что на искажения подсчетов будет влиять исключительно эффект путаницы. Далее карты были обработаны алгоритмом DAOPHOT, осуществляющим PSF-фотометрию, и были вычислены подсчеты источников на основе полученных каталогов. Соответствующие кривые отмечены на рис. 3 для 650, 850 и 1100 мкм.

Наблюдательные данные на рис. 2 и 3 отмечены различными цветами в зависимости от диаметра

главного зеркала телескопа, на котором проводились наблюдения, что также указано в легенде графиков. Общее правило было выбрано таким, чтобы большее угловое разрешение соответствовало более темному цвету. Маркеры занимают разные области на больших длинах волн, начиная с 650 мкм. Важно отметить, что подсчеты источников, полученных на основе каталогов, лучше соответствуют подсчетам, полученным с хорошим угловым разрешением, а восстановленные из карт — подсчетам, полученным на телескопах с меньшей апертурой.

Корректное предсказание субмиллиметровых подсчетов на длине волны 850 мкм является важным тестом адекватности модели. Будущий телескоп Миллиметрон сможет внести заметный вклад в решение вопроса об истинной форме кривой подсчетов источников как крупный субмиллиметровый космический телескоп.

Эволюция с красным смещением

Известно, что на различных длинах волн зависимость вклада в подсчеты источников от объектов на различных красных смещениях значительно изменяется. Мы строим 2D графики, на которых показана зависимость вклада в подсчеты источников от объектов на различных красных смещениях с различными потоками (рис. 4). Линией обозначена зависимость среднего красного смещения источников с потоком больше заданного в зависимости от потока $\langle z \rangle (S > S_{im})$. Чтобы исключить влияние небольшого количества близких ярких объектов, усреднение проводилось по $z > 0.4$.

Все модели демонстрируют различную форму зависимостей, однако общим для них является увеличение вклада от объектов на больших красных смещениях с ростом длины волны, что объясняется отрицательной K-коррекцией (см., например, Довелл и др. 2014). Так, на длине волны 870 мкм поток не зависит от красного смещения в интервале красных смещений $z = 1-10$ и определяется исключительно физическими параметрами галактики (Хэйвард и др., 2013b; Хэйвард, 2013).

На длинах волн 1100 и 2000 яркие источники находятся на гораздо больших красных смещениях, чем более слабые источники (Кэси и др., 2018b). И в общем случае распределение обзора по красному смещению зависит от глубины обзора. Все это ведет к важному выводу, что для поиска объектов на больших красных смещениях на длинах волн $\lambda \geq 1100$ мкм нужны не глубокие обзоры, а как можно большие по площади покрытия.

Созданная авторами модель фона E2 достаточно хорошо воспроизводит наблюдаемое распределение по красному смещению до 650 мкм включительно. Однако на больших длинах волн самые яркие объекты имеют заметно большее красное

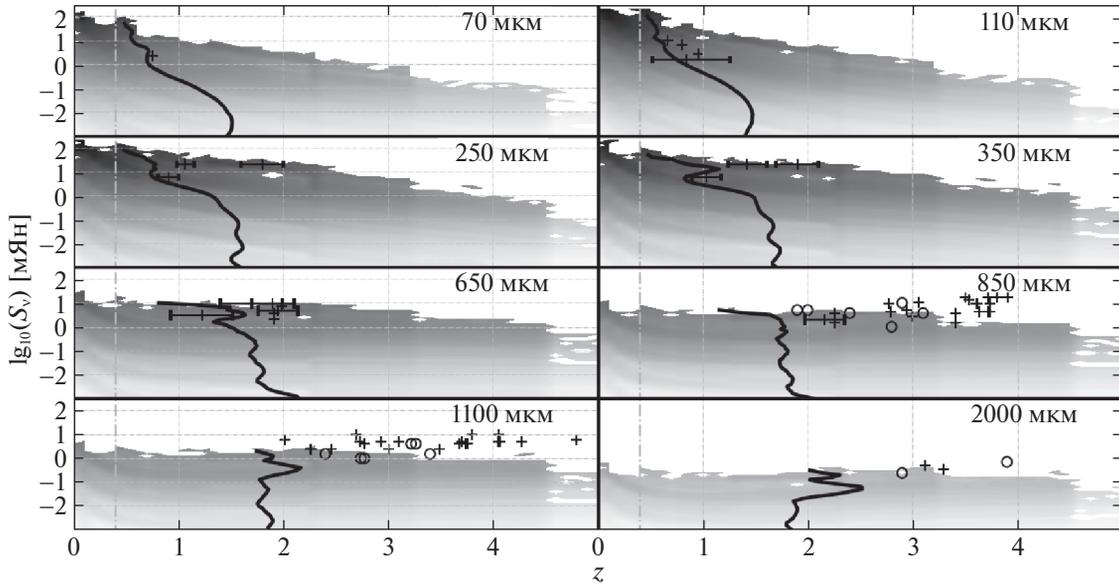


Рис. 4. Вклад в дифференциальные подсчеты источников ($dN = dSS^{2.5}$) от объектов с различными потоками S_ν на различных красных смещениях. Кривая демонстрирует зависимость среднего красного смещения объектов с потоком больше, чем $\langle z \rangle (S > S_{\text{lim}})$. Также приводятся данные из литературы. Плюсами показаны оценки из наблюдений, кружки показывают модельные оценки. 70 μm) Берта и др. (2011) — Hershel. 110 μm) Магнелли и др. (2013), Берта и др. (2011) — Hershel. 250 μm) Бетермин и др. (2012), Митчелл-Вайн и др. (2012) — Hershel. 350 μm) Бетермин и др. (2012), Митчелл-Вайн и др. (2012) — Hershel. 650 μm) Бетермин и др. (2012), Митчелл-Вайн и др. (2012) — Hershel. 500 μm) Кэси и др. (2013), Розбум и др. (2013) — (SCUBA-2 450 μm). 850 μm) Бетермин и др. (2017), Кэси и др. (2018a), Шимизу и др. (2012), Ковли и др. (2015) — Модельные предсказания. Кэси и др. (2013), Михаловски и др. (2017) — SCUBA 2. Копровски и др. (2014) — SMA, 890 μm . Копровски и др. (2014) — Laboca 870 μm . 1100 μm) Кэси и др. (2018a), Хэйвард и др. (2013a) — Модельные предсказания. Чапин и др. (2009), Копровски и др. (2014), Копровски и др. (2014) — PdBI 1300 μm . 2000 μm) Бетермин и др. (2015), Кэси и др. (2018a) — Модельные предсказания. Стэгун и др. (2014) — GISMO.

смещение. Во-первых, стоит отметить большой разброс наблюдательных оценок. Так, на 850 мкм оценки для самых ярких объектов дают $z = 2-4$, а на 1100 мкм $z = 2-5$. Во-вторых, на результаты настоящей работы не повлияют параметры ярчайших объектов с количеством несколько единиц на всю площадь обзора, так как нашей целью является оценка параметров шума путаницы.

Спектр внегалактического фона

В этом разделе рассмотрен вклад в спектр фона галактик в различных интервалах по красному смещению. Спектры внегалактического фона для четырех интервалов по красному смещению показаны на рис. 5.

Отметим, что в данном случае все рассмотренные модели демонстрируют неплохое согласие с наблюдательными данными на относительно небольших красных смещениях ($z < 2$), а также для интегрального спектра внегалактического фона. Как было сказано выше, активные ядра вносят заметный вклад только на коротких длинах волн, причем этот вклад наиболее заметен на срезе по красному смещению $0 < z < 1$. Следует отметить,

что на длинах волн меньше 100 мкм зодиакальный свет значительно превосходит внегалактический фон, поэтому существуют только косвенные его оценки на основе подсчетов источников, см., например, Стэкер и др. (2016).

Шум путаницы

Существует некоторая “путаница” в определении термина “шум путаницы”, который различные авторы определяют по-разному. В данной работе были использованы следующие критерии его оценки.

Первый критерий оценки путаницы можно определить как минимальную полноту детектирования источников с потоком выше S_{lim} , которая определяется как доля источников, потерянных в процессе детектирования в силу того, что ближайший сосед с потоком выше S_{lim} находится на расстоянии, делающим разделение невозможным. Часто используется следующая формула из работы Доле и др. (2003):

$$N_{SDC} = -\frac{\log(1 - P(< \theta_{\text{min}}))}{\pi k^2 \theta_{FW}^2}. \quad (4)$$

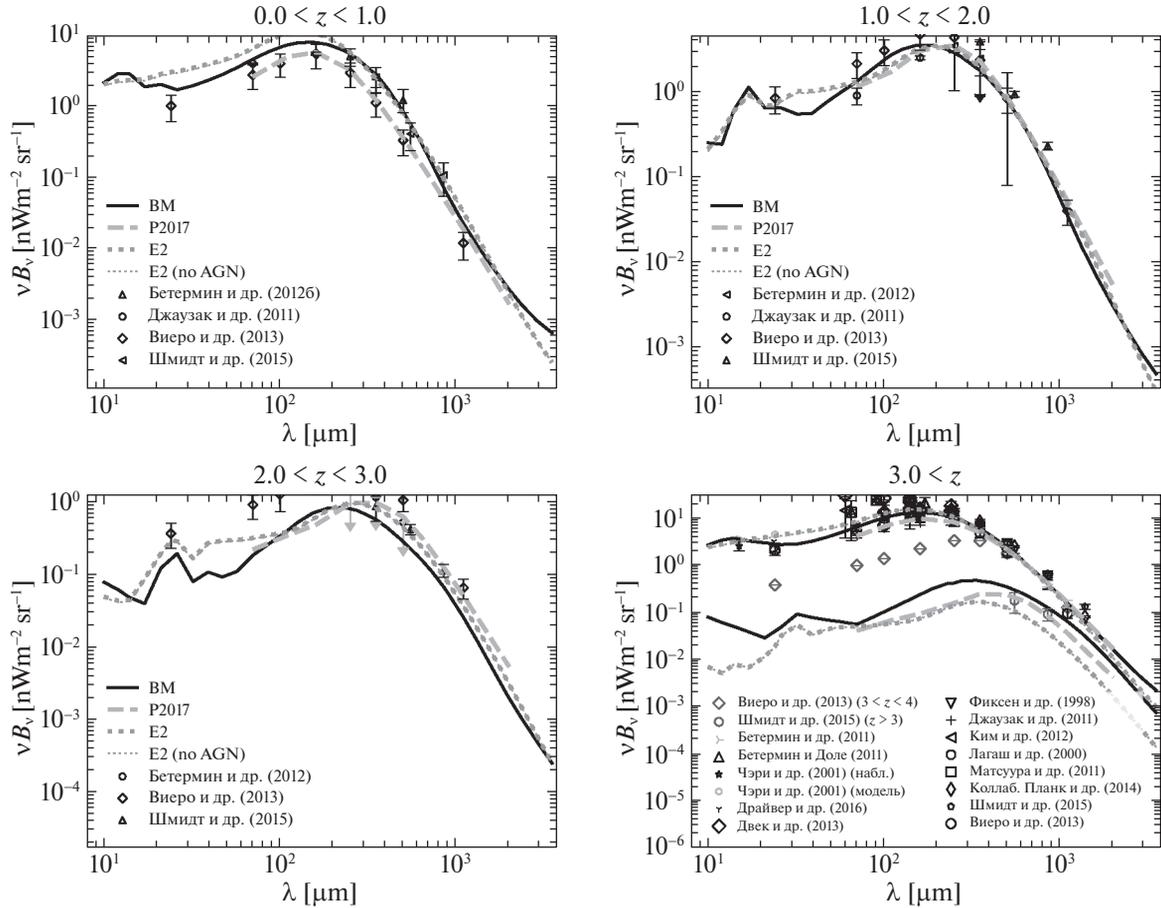


Рис. 5. Спектр внегалактического фона. Легенда одинакова для всех четырех панелей. 1) Предсказания модели BM. 2) P2017. 3) E2. 4) E2 без вклада от AGN. На четырех панелях показаны кривые для следующих срезов по красному смещению. Верхняя левая панель: $0.0 < z < 1.0$. Правая верхняя панель: $1.0 < z < 2.0$. Нижняя левая панель: $2.0 < z < 3.0$. Правая нижняя панель: $3.0 < z$. Верхняя группа кривых показывает спектр фона для всего интервала красных смещений. На графиках отмечены следующие данные из литературы. Верхние левая и правая панель. Бетермин и др. (2012), Вiero и др. (2013) — Hershel. Джаузак и др. (2011) — Spitzer. Шмидт и др. (2015) — Planck. Левая нижняя панель. Бетермин и др. (2012), Вiero и др. (2013) — Hershel. Шмидт и др. (2015) — Planck. Нижняя правая панель. Вiero и др. (2013) — Hershel, $3 < z < 4$. Шмидт и др. (2015) — Planck, $z > 3$. Бетермин и др. (2011) — Модельные предсказания. Бетермин, Доле (2011) — Наблюдательные данные с различных инструментов. Подробности см. в оригинальной статье. Чери, Элбаз (2001) — Наблюдательные данные и модельные предсказания. Драйвер и др. (2016) — Spitzer и Hershel. Двек, Кренрич (2013) — Наблюдательные данные различных инструментов. Подробности см. в оригинальной статье. Фиксен и др. (1998), Лагаш, Паджет (2000) — COBE/FIRAS. Джаузак и др. (2011) — Spitzer. Ким и др. (2012) — Akari и Spitzer. Матсуура и др. (2011) — AKARI. Коллаборация Planck и др. (2014), Шмидт и др. (2015) — Planck. Вiero и др. (2013) — Hershel.

В данной формуле вероятность $P = 0.1$, $k = 0.8$, а θ_{FW} — ширина на половине амплитуды диаграммы направленности.

Второй критерий носит название фотометрического. Вычисляется следующим образом (Доле и др., 2003). Амплитуда отклика x от источника с потоком S с координатами θ, ϕ :

$$x = Sf(\theta, \phi). \quad (5)$$

В данной формуле $f(\theta, \phi)$ — двумерный профиль диаграммы направленности. Среднее количество откликов $R(x)$ с амплитудами в интервале от x до $r(x)$ от источников в элементе диаграммы на-

правленности $d\Omega$ с координатами (θ, ϕ) , где $d\Omega = 2\pi\theta d\theta d\phi$, вычисляется по формуле

$$R(x)dx = \int_{\Omega} \frac{dN}{dS} dS d\Omega. \quad (6)$$

Общая дисперсия измерения в пучке из-за внегалактических источников с потоком меньше, чем S_{lim} , выражается как

$$\sigma_c^2 = \int_0^{x_{\text{lim}}} x^2 R(x) dx, \quad (7)$$

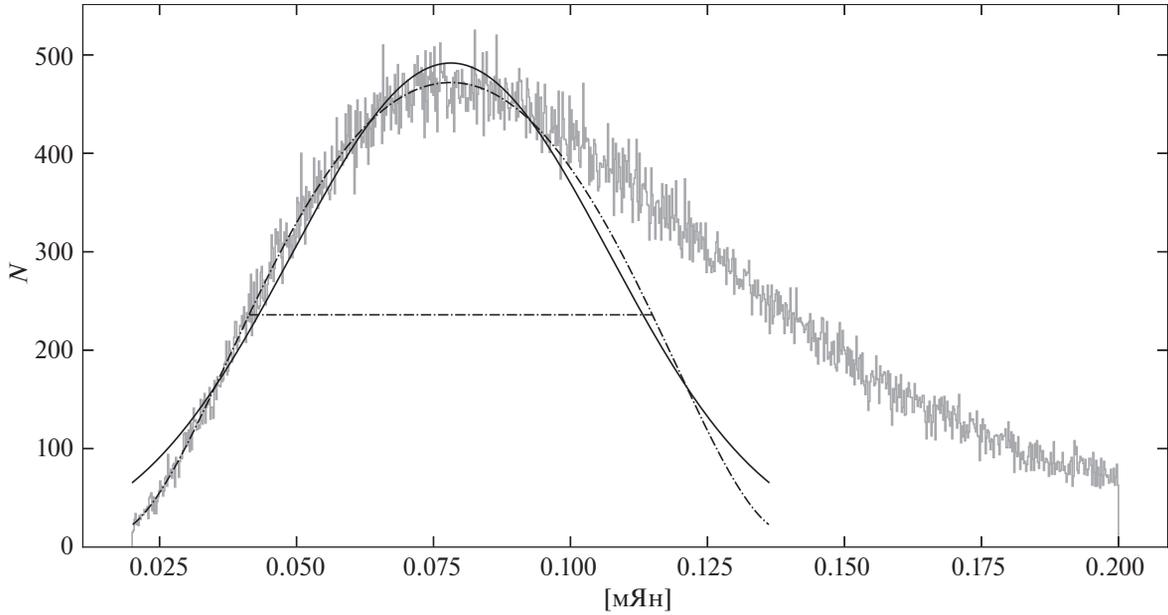


Рис. 6. Гистограмма распределения потоков в пикселях модельной карты для телескопа с диаметром зеркала 10 м на длине волны 850 мкм. Сплошная линия — аппроксимация негативной стороны распределения гауссианой. Штрихпунктирная линия — аппроксимация негативной стороны полиномом.

где $x_{im} = S_{im}f(\theta, \phi)$ — верхний предел отклика на больших потоках. Доле и др. (2003) переписывают эту формулу в виде

$$\sigma_c^2 = \int f^2(\theta, \phi) d\theta d\phi = \int_0^{S_{im}} = S^2 \frac{dN}{dS} dS. \quad (8)$$

В этой формуле dN/dS — дифференциальные подсчеты источников в $\text{Ян}^{-1}\text{Ср}^{-1}$, σ_c — шум путаницы, S_{im} — предел путаницы. Дальнейшее сводится к определению фотометрического критерия q , который, как правило, задается равным 3 или 5, и решению уравнения

$$q = \frac{S_{im}}{\sigma_{\text{сphot}}(S_{im})}. \quad (9)$$

Третий критерий носит название “критерий вероятности отклонения” (Probability of Deflection — $P(D)$). Вычисляется он следующим образом, см. Гленн и др. (2010). Средняя плотность источников на единицу телесного угла с потоком в интервале от x до $x + dx$:

$$R(x)dx = \int_{\Omega} \frac{dN}{dS} \left(\frac{x}{b}\right) b^{-1} d\Omega dx, \quad (10)$$

где b — функция диаграммы направленности. Функция распределения вероятности потока в

отдельном пикселе, таким образом,

$$P(D) = F_{\omega}^{-1} \left[\exp \left(\int_0^{\infty} R(x) \exp(i\omega x) dx - \int_0^{\infty} R(x) dx \right) \right], \quad (11)$$

где F_{ω}^{-1} обозначает обратное фурье-преобразование. В качестве оценки шума можно использовать различные численные параметры. Авторы Бетермин и др. (2011), например, использовали интерквартиль, разделенный на 1.349.

Еще в ряде работ шум путаницы определяется как поток, на котором количество источников достигает определенного значения на площадь диаграммы направленности. Обычно это число выбирается равным 1/20, 1/30 или 1/40.

Все вышеупомянутые методы оценки основаны исключительно на информации о подсчетах источников. Ряд других методов основан на анализе карт. Простейшим подходом является вычисление дисперсии значения потока в пикселях карты, см., например, Фернандез-Конде и др. (2008). Однако распределение потока в пикселях является негауссовым (Нгуен и др., 2010, Марсден и др., 2009, Лейтон и др., 2015), что наглядно видно на рис. 6. В ряде работ, (см., например, Марсден и др., 2009),

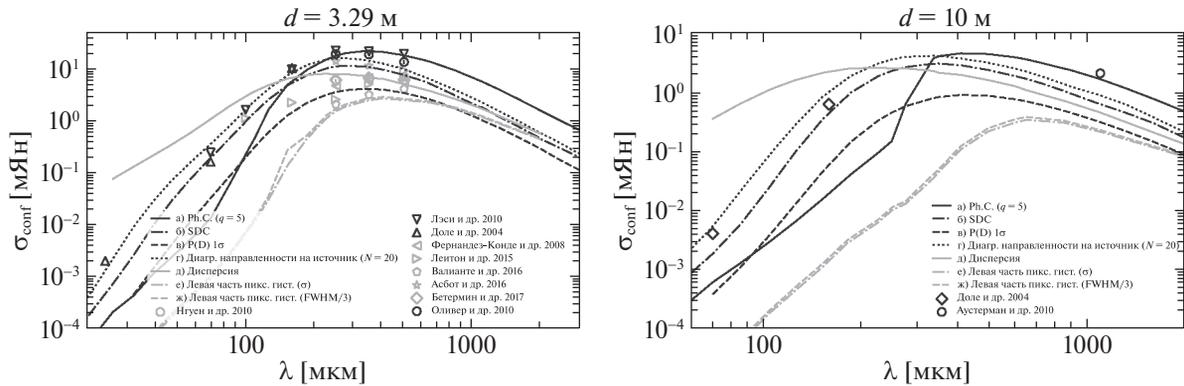


Рис. 7. Зависимость шума путаницы от длины волны для модели E2, оцененная различными методами. Диаметр главного зеркала $d = 3.29$ м (Herschel) и $d = 10.0$ м (Миллиметрон) соответственно. Линии и маркеры черного цвета показывают оценки, основанные на подсчетах источников, серые показывают оценки, основанные на анализе карт. а) Ph.C — фотометрический критерий, параметр $q = 5$. б) Критерий плотности источников. в) $P(D)$ — критерий вероятности отклонения. Дано значение для 1σ . д) Число диаграмм направленности на источник ($N = 20$) с потоком, большим S_{ν} . е) Дисперсия значения потока в пикселях. ф) σ левой стороны пиксельной гистограммы. г) $FWHM/2.355$ левой стороны пиксельной гистограммы. Показаны также следующие оценки из литературы. Нгуен и др. (2010) — оценки шума путаницы на основе наблюдательных карт. Лэйси и др. (2010) — $N = 20$ источников на диаграмму направленности. Доле и др. (2004) — Критерий плотности источников (SDC). Фернандез-Конде и др. (2008) — дисперсия потока в пикселях карты. Лейтон и др. (2015) — шум путаницы определялся как поток, соответствующий 68% фотометрической полноты. Валианте и др. (2016) — σ Гауссианы, которой фитировалась левая сторона пиксельной гистограммы. Асбот и др. (2016) — дисперсия значения потока в пикселях карты. Бетермин и др. (2017) — оценка из модельных карт. Оливер и др. (2010) — $N = 20$ источников на диаграмму направленности. Легенда правого графика аналогична, показаны следующие оценки из литературы: Доле и др. (2004) — критерий плотности источников. Аустерманн и др. (2010) — $N = 30$ источников на диаграмму направленности.

оценка шума путаницы определялась как σ гауссианы, полученной фитированием левой стороны пиксельной гистограммы. Однако на коротких длинах волн при наблюдениях с большим диаметром зеркала, например, $\lambda = 250$ мкм и $d = 10$ м, левая сторона гистограммы также демонстрирует отклонение от гауссианы. На рис. 7 отмечены как σ Гауссианы, так и $FWHM/2.355$.

На рис. 7 приведены графики зависимости шума путаницы от длины волны для диаметра главного зеркала $D = 3.29$ м (Herschel) и $D = 10.0$ м (Миллиметрон).

Так как речь идет о космических телескопах, для расчетов использовалось предположение о дифракционном качестве изображения, т.е. шум путаницы зависит от углового разрешения инструмента и кривых подсчетов источников. Разрешение инструмента, в свою очередь, зависит от диаметра зеркала и длины волны. Таким образом, на общий тренд увеличения шума путаницы для телескопов с меньшим диаметром зеркала и для больших длин волн накладывается эффект от изменения формы кривых подсчетов источников, что и дает наблюдаемые формы кривых. Интересно, что для всех диаметров зеркала кривые имеют пик на определенной длине волны и спад в сторону больших длин волн.

ВЫВОДЫ

В данной статье мы создали модель внегалактического фона и сравнили ее с другими моделями и наблюдательными данными. Основная модель, которая по тексту называется E2, была основана на симуляции eGALICS (Кузин и др., 2015a,b) и библиотеке спектров, созданной при помощи GRASIL и CHE_EVO (Сильва и др., 1998). Мы сравнили эту модель с широко известной моделью Бетермин и др. (2011), которая в тексте именуется для краткости VM. Мы также сравнили наши результаты с ранее опубликованной моделью Пилипенко и др. (2017) (P2017).

С помощью этих моделей мы вычислили подсчеты источников, спектры внегалактического фона для различных интервалов по красному смещению и светимости, зависимость шума путаницы от длины волны и диаметра телескопа. Модели VM, P2017, E2 демонстрируют уверенное согласие друг с другом и наблюдательными данными. Расхождение на больших потоках на больших длинах волн, по-видимому, объясняется эффектами разрешения.

Мы проанализировали подсчеты источников на двумерной плоскости поток–красное смещение. Все модели демонстрируют тренд увеличения вклада далеких галактик на больших длинах волн.

Все рассмотренные модели воспроизводят интегральный спектр внегалактического фона достаточно хорошо, расхождения наблюдаются на больших красных смещениях $z > 2$.

Мы использовали различные методы оценки шума путаницы для телескопов с диаметром главного зеркала 3.29 м (Herschel) и 10 м (Миллиметрон) на длинах волн 70–2000 мкм. Было рассмотрено, как форма кривой подсчетов источников влияет на оценки шума путаницы. Показано, что существует некоторая “путаница” в определении шума путаницы, и существует множество критериев оценки. Они основаны как на информации о подсчетах источников, так и на анализе карты. Сравнить их между собой стоит с осторожностью. Выбор конкретного критерия для оценки зависит от непосредственно стоящей задачи.

Что касается конкретных рекомендаций по проведению наблюдений, то их делать на текущий момент рано. Во-первых, параметры детекторов еще ожидают окончательного утверждения, то же относится и к итоговому списку научных задач. Во-вторых, подходы, позволяющие преодолеть шум путаницы, используя данные фотометрии на различных длинах волн, в настоящий момент активно разрабатываются различными авторами. Их наличие также повлияет на стратегию будущих наблюдений.

Работа А.А. Ермаш и С.В. Пилипенко поддержана проектом N01-2018 программы “Новые научные группы ФИАН”. Работа В.Н. Лукаша поддержана Российским фондом фундаментальных исследований (грант 19-02-00199). Эта публикация была поддержана проектом КП 19-270 РАН “Вопросы происхождения и эволюции Вселенной с использованием методов наземных наблюдений и космических исследований”.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Агуирре и др. (P. Aguirre, R.R. Lindner, A.J. Baker, J.R. Bond, R. Dünner, G. Galaz, P. Gallardo, M. Hilton, et al.), *Astrophys. J.* **855**, 26 (2018).
2. Аравена и др. (M. Aravena, R. Decarli, F. Walter, E. Da Cunha, F.E. Bauer, C.L. Carilli, E. Daddi, D. Elbaz, et al.), *Astrophys. J.* **833**, 68 (2016).
3. Аретксага и др. (I. Aretxaga, G.W. Wilson, E. Aguilar, S. Alberts, K.S. Scott, N. Scoville, M.S. Yun, J. Austermann, et al.), *MNRAS* **415**, 3831 (2011).
4. Асбот и др. (V. Asboth, A. Conley, J. Sayers, M. Béthermin, S.C. Chapman, D.L. Clements, A. Cooray, H. Dannerbauer, et al.), *MNRAS* **462**, 1989 (2016).
5. Аустерманн и др. (J.E. Austermann, I. Aretxaga, D.H. Hughes, Y. Kang, S. Kim, J.D. Lowenthal, T.A. Perera, D.B. Sanders, et al.), *MNRAS* **393**, 1573 (2009).
6. Аустерманн и др. (J.E. Austermann, J.S. Dunlop, T.A. Perera, K.S. Scott, G.W. Wilson, I. Aretxaga, D.H. Hughes, O. Almaini, et al.), *MNRAS* **401**, 160 (2010).
7. Берта и др. (S. Berta, B. Magnelli, D. Lutz, B. Altieri, H. Aussel, P. Andreani, O. Bauer, A. Bongiovanni, et al.), *Astron. Astrophys.* **518**, L30 (2010).
8. Берта и др. (S. Berta, B. Magnelli, R. Nordon, D. Lutz, S. Wuyts, B. Altieri, P. Andreani, H. Aussel, et al.), *Astron. Astrophys.* **532**, A49 (2011).
9. Бетермин, Доле (M. Béthermin and H. Dole), *ArXiv e-prints* 1102.1827 (2011).
10. Бетермин и др. (M. Béthermin, H. Dole, A. Beelen, and H. Aussel), *Astron. Astrophys.* **512**, A78 (2010a).
11. Бетермин и др. (M. Béthermin, H. Dole, M. Cousin, and N. Bavouzet), *Astron. Astrophys.* **516**, A43 (2010b).
12. Бетермин и др. (M. Béthermin, H. Dole, G. Lagache, D. Le Borgne, and A. Penin), *Astron. Astrophys.* **529**, A4 (2011).
13. Бетермин и др. (M. Béthermin, E. Le Floch, O. Ilbert, A. Conley, G. Lagache, A. Amblard, V. Arumugam, H. Aussel, et al.), *Astron. Astrophys.* **542**, A58 (2012).
14. Бетермин и др. (M. Béthermin, C. De Breuck, M. Sargent, and E. Daddi), *Astron. Astrophys.* **576**, L9 (2015).
15. Бетермин и др. (M. Béthermin, H.-Y. Wu, G. Lagache, I. Davidzon, N. Ponthieu, M. Cousin, L. Wang, O. Doré, et al.), *Astron. Astrophys.* **607**, A89 (2017).
16. Блэизот и др. (J. Blaizot, Y. Wadadekar, B. Guiderdoni, S.T. Colombi, E. Bertin, F.R. Bouchet, J.E.G. Devriendt and S. Hatton, et al.), *MNRAS* **360**, 159 (2005).
17. Валианте и др. (E. Valiante, M.W.L. Smith, S. Eales, S.J. Maddox, E. Ibar, R. Hopwood, L. Dunne, P.J. Cigan, et al.), *MNRAS* **462**, 3146 (2016).
18. Виейра и др. (J.D. Vieira, T.M. Crawford, E.R. Switzer, P.A.R. Ade, K.A. Aird, M.L.N. Ashby, B.A. Benson, L.E. Bleem, et al.), *Astrophys. J.* **719**, 763 (2010).
19. Виеро и др. (M.P. Viero, L. Moncelsi, R.F. Quadri, V. Arumugam, R.J. Assef, M. Béthermin, J. Bock, C. Bridge, et al.), *Astrophys. J.* **779**, 32 (2013).
20. Ву, Доре (H.-Y. Wu and O. Doré), *MNRAS* **467**, 4150 (2017).
21. Вэнг и др. (W.-H. Wang, W.-C. Lin, C.-F. Lim, I. Smail, S.C. Chapman, X.Z. Zheng, H. Shim, T. Kodama, et al.), *Astrophys. J.* **850**, 37 (2017).
22. Гич и др. (J.E. Geach, J.S. Dunlop, M. Halpern, I. Smail, P. van der Werf, D.M. Alexander, O. Almaini, I. Aretxaga, et al.), *MNRAS* **465**, 1789 (2017).
23. Гленн и др. (J. Glenn, A. Conley, M. Béthermin, B. Altieri, A. Amblard, V. Arumugam, H. Aussel, T. Babbedge, et al.), *MNRAS* **409**, 109 (2010).

24. Двек, Кренрич (E. Dwek and F. Krennrich), *Astropart. Phys.* **43**, 112 (2013).
25. Джаузак и др. (M. Jauzac, H. Dole, E. Le Floc'h, H. Aussel, K. Caputi, O. Ilbert, M. Salvato, N. Vavouzet, et al.), *Astron. Astrophys.* **525**, A52 (2011).
26. Довелл и др. (C.D. Dowell, A. Conley, J. Glenn, V. Agumugam, V. Asboth, H. Aussel, F. Bertoldi, M. Béthermin, et al.), *Astrophys. J.* **780**, 75 (2014).
27. Доле и др. (H. Dole, G. Lagache, and J.-L. Puget), *Astrophys. J.* **585**, 617 (2003).
28. Доле и др. (H. Dole, G.H. Rieke, G. Lagache, J.-L. Puget, A. Alonso-Herrero, L. Bai, M. Blaylock, E. Egami, et al.), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **154**, 93 (2004).
29. Драйвер и др. (S.P. Driver, S.K. Andrews, L.J. Davies, A.S.G. Robotham, A.H. Wright, R.A. Windhorst, S. Cohen, K. Emig, et al.), *Astrophys. J.* **827**, 108 (2016).
30. Зебаллос и др. (M. Zeballos, I. Aretxaga, D.H. Hughes, A. Humphrey, G.W. Wilson, J. Austermann, J.S. Dunlop, H. Ezawa, et al.), *MNRAS* **479**, 4577 (2018).
31. Земцов и др. (M. Zemcov, A. Blain, M. Halpern, and L. Levenson), *Astrophys. J.* **721**, 424 (2010).
32. Йоханссон и др. (D. Johansson, H. Sigurdarson, and C. Horellou), *Astron. Astrophys.* **527**, A117 (2011).
33. Кардашёв и др. (N.S. Kardashev, I.D. Novikov, V.N. Lukash, S.V. Pilipenko, E.V. Mikheeva, D.V. Bisikalo, D.S. Wiebe, A.G. Doroshkevich, et al.), *Phys. Uspekhi* **57**, 1199 (2014).
34. Кардашёв (N.S. Kardashev), *Астрон. журн.* **61**, 310 (2017).
35. Карим и др. (A. Karim, A.M. Swinbank, J.A. Hodge, I.R. Smail, F. Walter, A.D. Biggs, J.M. Simpson, A.L.R. Danielson, et al.), *MNRAS* **432**, 2 (2013).
36. Карниани и др. (S. Carniani, R. Maiolino, G. De Zotti, M. Negrello, A. Marconi, M.S. Bothwell, P. Capak, C. Carilli, et al.), *Astron. Astrophys.* **584**, A78 (2015).
37. Ким и др. (S.-H. Kim, K.-I. Takemasa, Y. Takeuchi, and S. Matsuura), *J. Phys. Soc. Japan* **81**, 024101 (2012).
38. Клементс и др. (D.L. Clements, E. Rigby, S. Maddox, L. Dunne, A. Mortier, C. Pearson, A. Amblard, R. Auld, et al.), *Astron. Astrophys.* **518**, L8 (2010).
39. Клементс и др. (D.L. Clements, G. Bendo, C. Pearson, S.A. Khan, S. Matsuura, and M. Shirahata), *MNRAS* **411**, 373 (2011).
40. Клыпин и др. (A. Klypin, G. Yepes, S. Gottlöber, F. Prada, and S. Heß), *MNRAS* **457**, 4340 (2016).
41. Ковли и др. (W.I. Cowley, C.G. Lacey, C.M. Baugh, and S. Cole), *MNRAS* **446**, 1784 (2015).
42. Ковли и др. (W.I. Cowley, C.G. Lacey, C.M. Baugh, S. Cole, and A. Wilkinson), *MNRAS* **469**, 3396 (2017).
43. Коллаборация Планка и др. (Planck Collaboration, P.A.R. Ade, N. Aghanim, F. Argüeso, M. Arnaud, M. Ashdown, F. Atrio-Barandela, J. Aumont, et al.), *Astron. Astrophys.* **550**, A133 (2013).
44. Коллаборация Планка и др. (Planck Collaboration, P.A.R. Ade, N. Aghanim, C. Armitage-Caplan, M. Arnaud, M. Ashdown, F. Atrio-Barandela, J. Aumont, et al.), *Astron. Astrophys.* **571**, A30 (2014).
45. Копровски и др. (M.P. Koprowski, J.S. Dunlop, M.J. Michałowski, M. Cirasuolo, and R.A.A. Bowler), *MNRAS* **444**, 117 (2014).
46. Кузин и др. (M. Cousin, G. Lagache, M. Béthermin, J. Blaizot, and B. Guiderdoni), *Astron. Astrophys.* **575**, A32 (2015).
47. Кузин и др. (M. Cousin, G. Lagache, M. Béthermin, and B. Guiderdoni), *Astron. Astrophys.* **575**, A33 (2015).
48. Кузин и др. (M. Cousin, P. Guillard, and M.D. Lehnert), *arXiv e-prints* **1901.01906** (2019).
49. Кузин и др. (M. Cousin, V. Buat, G. Lagache, and M. Béthermin), *arXiv e-prints* **1901.01747** (2019).
50. Кэси и др. (C.M. Casey, C.-C. Chen, L.L. Cowie, A.J. Barger, P. Capak, O. Ilbert, M. Koss, N. Lee, et al.), *MNRAS* **436**, 1919 (2013).
51. Кэси и др. (C.M. Casey, J.A. Zavala, J. Spilker, E. da Cunha, J. Hodge, C.-L. Hung, J. Staguhn, S.L. Finkelstein, et al.), *Astrophys. J.* **862**, 77 (2018).
52. Кэси и др. (C.M. Casey, J. Hodge, J.A. Zavala, J. Spilker, E. da Cunha, J. Staguhn, S.L. Finkelstein and P. Drew, et al.), *Astrophys. J.* **862**, 78 (2018).
53. Лагаш, Паджер (G. Lagache and J.L. Puget), *Astron. Astrophys.* **355**, 17 (2000).
54. Ларсон и др. (D. Larson, J. Dunkley, G. Hinshaw, E. Komatsu, M.R. Nolta, C.L. Bennett, B. Gold, M. Halpern, et al.), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **192**, 16 (2011).
55. Лейси и др. (C.G. Lacey, C.M. Baugh, C.S. Frenk, A.J. Benson, A. Orsi, L. Silva, G.L. Granato, and A. Bressan), *MNRAS* **405**, 2 (2010).
56. Лейтон и др. (R. Leiton, D. Elbaz, K. Okumura, H.S. Hwang, G. Magdis, B. Magnelli, I. Valtchanov, M. Pannella, et al.), *Astron. Astrophys.* **579**, A93 (2015).
57. Луи и др. (J. Lyu and G.H. Rieke), *Astrophys. J.* **841**, 76 (2017).
58. Магнелли и др. (B. Magnelli, P. Popesso, S. Berta, F. Pozzi, D. Elbaz, D. Lutz, M. Dickinson, B. Altieri, et al.), *Astron. Astrophys.* **553**, A132 (2013).
59. Марсден и др. (G. Marsden, P.A.R. Ade, J.J. Bock, E.L. Chapin, M.J. Devlin, S.R. Dicker, M. Griffin, J.O. Gundersen, et al.), *Astrophys. J.* **707**, 1729 (2009).
60. Марсуура и др. (S. Matsuura, M. Shirahata, M. Kawada, T.T. Takeuchi, D. Burgarella, D.L. Clements, W.-S. Jeong, H. Hanami, et al.), *Astrophys. J.* **737**, 2 (2011).
61. Меньшиков и др. (A. Men'shchikov, Ph. André, P. Didelon, V. Könyves, N. Schneider, F. Motte, S. Bontemps, D. Arzoumanian, et al.), *Astron. Astrophys.* **518**, L103 (2010).

62. Меньшиков и др. (A. Men'shchikov, P. André, P. Didelon, F. Motte, M. Hennemann, and N. Schneider), *Astron. Astrophys.* **542**, A81 (2012).
63. Меньшиков и др. (A. Men'shchikov), *Astron. Astrophys.* **560**, A63 (2013).
64. Меньшиков (A. Men'shchikov), *Astron. Astrophys.* **607**, A64 (2017).
65. Микаловски и др. (M. Michałowski, J. Hjorth, and D. Watson), *Astron. Astrophys.* **514**, A67 (2010).
66. Митчелл-Вайн и др. (K. Mitchell-Wynne, A. Cooray, Y. Gong, M. Béthermin, J. Bock, A. Franceschini, J. Glenn, M. Griffin, et al.), *Astrophys. J.* **753**, 23 (2012).
67. Михаловски и др. (M.J. Michałowski, J.S. Dunlop, M.P. Korowski, M. Cirasuolo, J.E. Geach, R.A.A. Bowler, A. Mortlock, K.I. Caputi, et al.), *MNRAS* **469**, 492 (2017).
68. Мокану и др. (L.M. Mocanu, T.M. Crawford, J.D. Vieira, K.A. Aird, M. Aravena, J.E. Austermann, B.A. Benson, M. Béthermin, et al.), *Astrophys. J.* **779**, 61 (2013).
69. Мунос Аранцибия и др. (A.M. Muñoz Arancibia, J. González-López, E. Ibar, F.E. Bauer, M. Carrasco, N. Laporte, T. Anguita, M. Aravena, et al.), *ArXiv e-prints* **1712.03983** (2017).
70. Нгуен и др. (H.T. Nguyen, B. Schulz, L. Levenson, A. Amblard, V. Arumugam, H. Aussel, T. Babbedge, A. Blain, et al.), *Astron. Astrophys.* **518**, L5 (2010).
71. Нобель и др. (A.G. Noble, T.M.A. Webb, E. Ellingson, A.J. Faloon, R.R. Gal, M.D. Gladders, A.K. Hicks, H. Hoekstra, et al.), *MNRAS* **419**, 1983 (2012).
72. Оливер и др. (S.J. Oliver, L. Wang, A.J. Smith, B. Altieri, A. Amblard, V. Arumugam, R. Auld, H. Aussel, et al.), *Astron. Astrophys.* **518**, L21 (2010).
73. Оно и др. (Y. Ono, M. Ouchi, Y. Kurono, and R. Momose), *Astrophys. J.* **795**, 5 (2014).
74. Отео и др. (I. Oteo, M.A. Zwaan, R.J. Ivison, I. Smail, and A.D. Biggs), *Astrophys. J.* **822**, 36 (2016).
75. Пилипенко и др. (S.V. Pilipenko, M.V. Tkachev, A.A. Ermash, T.I. Larchenkova, E.V. Mikheeva, and V.N. Lukash), *Письма в Астрон. журн.* **43**, 644 (2017).
76. Рахмати, ван дер Верф (A. Rahmati and P.P. van der Werf), *MNRAS* **418**, 176 (2011).
77. Ризалити, Элвис (G. Risaliti and M. Elvis), *Supermassive Black Holes in the Distant Universe* (Ed. A.J. Barger, *Astrophys. Space Sci. Library*, 2004), p. 187.
78. Розбум и др. (I.G. Roseboom, J.S. Dunlop, M. Cirasuolo, J.E. Geach, I. Smail, M. Halpern, P. van der Werf, O. Almaini, et al.), *MNRAS* **436**, 430 (2013).
79. Рэймонд и др. (G. Raymond, K.G. Isaak, D. Clements, A. Rykala, and C. Pearson), *Publ. Astron. Soc. Japan* **62**, 697 (2010).
80. Сафарзадех и др. (M. Safarzadeh, H.C. Ferguson, Y. Lu, H. Inami, and R.S. Somerville), *Astrophys. J.* **798**, 91 (2015).
81. Сильва и др. (L. Silva, G.L. Granato, A. Bressan, and L. Danese), *Astrophys. J.* **509**, 103 (1998).
82. Симпсон и др. (J.M. Simpson, I. Smail, A.M. Swinbank, S.C. Chapman, J.E. Geach, R.J. Ivison, A.P. Thomson, I. Aretxaga, et al.), *Astrophys. J.* **807**, 128 (2015).
83. Скотт и др. (K.S. Scott, M.S. Yun, G.W. Wilson, J.E. Austermann, E. Aguilar, I. Aretxaga, H. Ezawa, D. Ferrusca, et al.), *MNRAS* **405**, 2260 (2010).
84. Скотт и др. (K.S. Scott, G.W. Wilson, I. Aretxaga, J.E. Austermann, E.L. Chapin, J.S. Dunlop, H. Ezawa, M. Halpern, et al.), *MNRAS* **423**, 575 (2012).
85. Смирнов и др. (A.V. Smirnov, A.M. Baryshev, S.V. Pilipenko, N.V. Myshonkova, V.B. Bulanov, M.Y. Arkhipov, I.S. Vinogradov, S.F. Likhachev, et al.), *Space Telescopes and Instrumentation 2012: Optical, Infrared, and Millimeter Wave* (Proceed. SPIE, 2012), p. 84424C.
86. Стэгун и др. (J.G. Staguhn, A. Kovács, R.G. Arendt, D.J. Benford, R. Decarli, E. Dwek, D.J. Fixsen, G.C. Hilton, et al.), *Astrophys. J.* **790**, 77 (2014).
87. Стэкер и др. (F.W. Stecker, S.T. Scully, and M.A. Malkan), *Astrophys. J.* **827**, 6 (2016).
88. Стэч и др. (S.M. Stach, I. Smail, A.M. Swinbank, J.M. Simpson, J.E. Geach, F.X. An, O. Almaini, V. Arumugam, et al.), *Astrophys. J.* **860**, 161 (2018).
89. Умехата и др. (H. Umehata, Y. Tamura, K. Kohno, R.J. Ivison, I. Smail, B. Hatsukade, K. Nakanishi, Y. Kato, et al.), *Astrophys. J.* **835**, 98 (2017).
90. Фернандез-Конде и др. (N. Fernandez-Conde, G. Lagache, J.-L. Puget, and H. Dole), *Astron. Astrophys.* **481**, 885 (2008).
91. Фиксен и др. (D.J. Fixsen, E. Dwek, J.C. Mather, C.L. Bennett, and R.A. Shafer), *Astrophys. J.* **508**, 123 (1998).
92. Фонтанот и др. (F. Fontanot and P. Monaco), *MNRAS* **405**, 705 (2010).
93. Фуджимото и др. (S. Fujimoto, M. Ouchi, Y. Ono, T. Shibuya, M. Ishigaki, H. Nagai, and R. Momose), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **222**, 1 (2016).
94. Хатсукаде и др. (B. Hatsukade, K. Kohno, I. Aretxaga, J.E. Austermann, H. Ezawa, D.H. Hughes, S. Ikarashi, D. Iono, et al.), *MNRAS* **411**, 102 (2011).
95. Хатсукаде и др. (B. Hatsukade, K. Ohta, A. Seko, K. Yabe, and M. Akiyama), *Astrophys. J.* **769**, L27 (2013).
96. Хатсукаде и др. (B. Hatsukade, K. Kohno, H. Umehata, I. Aretxaga, K.I. Caputi, J.S. Dunlop, S. Ikarashi, D. Iono, et al.), *Publ. Astron. Soc. Japan* **68**, 36 (2016).
97. Хсу и др. (L.-Y. Hsu, L.L. Cowie, C.-C. Chen, A.J. Barger, and W.-H. Wang), *Astrophys. J.* **829**, 25 (2016).

98. Хэйвард и др. (C.C. Hayward, D. Kereš, P. Jonsson, D. Narayanan, T.J. Cox, and L. Hernquist), *Astrophys. J.* **743**, 159 (2011).
99. Хэйвард и др. (C.C. Hayward, P. Jonsson, D. Kereš, B. Magnelli, L. Hernquist, and T.J. Cox), *MNRAS* **424**, 951 (2012).
100. Хэйвард и др. (C.C. Hayward, D. Narayanan, D. Kereš, P. Jonsson, P.F. Hopkins, T.J. Cox, and L. Hernquist), *MNRAS* **428**, 2529 (2013).
101. Хэйвард и др. (C.C. Hayward, P.S. Behroozi, R.S. Somerville, J.R. Primack, J. Moreno, and R.H. Wechsler), *MNRAS* **434**, 2572 (2013).
102. Хэйвард (C.C. Hayward), *MNRAS* **432**, L85 (2013).
103. Чапин и др. (E.L. Chapin, A. Pope, D. Scott, I. Aretxaga, J.E. Auermann, R.-R. Chary, K. Coppin, M. Halpern, et al.), *MNRAS* **398**, 1793 (2009).
104. Чен и др. (C.-C. Chen, L.L. Cowie, A.J. Barger, C.M. Casey, N. Lee, D.B. Sanders, W.-H. Wang, and J.P. Williams), *Astrophys. J.* **762**, 81 (2013).
105. Чен и др. (C.-C. Chen, L.L. Cowie, A.J. Barger, C.M. Casey, N. Lee, D.B. Sanders, W.-H. Wang, and J.P. Williams), *Astrophys. J.* **776**, 131 (2013).
106. Чери, Элбаз (R. Chary and D. Elbaz), *Astrophys. J.* **556**, 562 (2001).
107. Швинбанк и др. (A.M. Swinbank, C.G. Lacey, I. Smail, C.M. Baugh, C.S. Frenk, A.W. Blain, S.C. Chapman, K.E.K. Coppin, et al.), *MNRAS* **391**, 420 (2008).
108. Шимизу и др. (I. Shimizu, N. Yoshida, and T. Okamoto), *MNRAS* **427**, 2866 (2012).
109. Шмидт и др. (S.J. Schmidt, B. Ménard, R. Scranton, C.B. Morrison, M. Rahman, and A.M. Hopkins), *MNRAS* **446**, 2696 (2015).