

X-선 천문 분야의 분광관측 연구
SPECTROSCOPIC STUDIES IN X-RAY ASTRONOMY

최철성

한국천문연구원 우주천문연구부

CHUL-SUNG CHOI

Space Astronomy Division, Korea Astronomy Observatory: cschoi@hanul.issa.re.kr

Received Jul. 12, 2000; Accepted Aug. 4, 2000

ABSTRACT

X-ray astronomy deals with measurements of the electromagnetic radiation in the energy range of $E \sim 0.1 - 100$ keV ($\lambda \sim 0.12 - 120$ Å). The wavelength of X-ray is comparable to the size of atoms, so that the photons in the X-ray range are usually produced and absorbed by the atomic processes. Since the launch of the first X-ray astronomy satellite "Uhuru" in 1970, technological advances in a launch capability and a detection capability make X-ray astronomy one of the most rapidly evolving fields of astronomical research. Particularly, a spectral resolving power $E/\Delta E$ has been increased by an order of 2 - 3 (in the energy range of 0.1 - 10 keV) during the past 30 years. In this paper, I briefly review a developing process of the resolving power and spectroscopic techniques. Then I describe important emission/absorption lines in X-ray astronomy, as well as diagnostics of gas property with line parameters.

Keywords: X-ray: astronomy - X-ray: observation - X-ray: spectroscopy

1. 서론

X-선 천문학은 여타 천문학 분야와 비교할 때 30 - 40년 밖에 안되는 짧은 관측 역사를 가지고 있다. 그럼에도 불구하고 X-선 천문학은 X-선 검출기와 X-선 관측기술 분야에서 끊임 없는 노력 덕택으로, 그동안 눈부신 성장을 거듭해 왔다 (e.g., Peterson 1975; Ramsey, Austin, & Decher 1994). 이에 힘입어, X-선 천문학은 현대 천문학에서 없어서는 안될 중요한 분야들 중 하나로 자리매김하고 있다.

X-선 천문학에서는 $E \sim 0.1 - 100$ keV 혹은 $\lambda \sim 0.12 - 120$ Å 범위의 전자기파를 측정한다. 참고로, X-선 에너지 E (keV)와 파장 λ (Å) 사이의 변환은 $E = 12.3985/\lambda$ 와 같다. 이러한 X-선은 지구 대기에 의한 흡수 때문에 지상관측이 불가능하며, 이를 극복하기 위해서는 인공위성이나 로켓 혹은 기구 같은 우주관측 수단이 필수적이다. 이러한 이유 때문에 X-선 천문학은 "우주천문학" (space astronomy)의 한 분야로 분류되기도 한다. 우주천문학이 그동안 과학선진국의 점유물처럼 인식되어져 온 것이 사실이다. 그러나 최근들어 국내에서는 처음으로 "중형과화로켓"을 활용한 X-선 관측 실험이 있었으며 (남옥원 & 최철성 1998), 현재 과학위성 탑재용 원자외선 분광기가 개발되고 있는 등 우주천문학의 활성화를 위한 노력이 국내에서도 활발하게 진행되고 있다.

위성을 활용한 X-선 관측은 1970년 "Uhuru" (Giacconi et al. 1971) 위성이 발사됨으로써 본격적으로 시작되었으며, 1999년의 "Chandra"와 "XMM-Newton" (<http://legacy.gsfc.nasa.gov>) 위성들에 이르기까지 그동안 수십여개의 X-선 위성들이 발사되었다. X-선 관측에서 추구하는 방향은 다음과 같이 크게 세가지로 요약할 수 있다. 그 첫째는 영상관측과 X-선원의 위치확인을 위한 공간 분해능 향상이고, 둘째는 어두운 X-선원 관측을 위한 감도 (sensitivity) 개선이며, 셋째는 스펙트럼 분석을 위한 에너지 분해능 향상이다. 이는 광학관측에서 추구하는 방향과 크게 다르지 않다.

이러한 개선 노력에 힘입어 Uhuru 당시 공간 분해능 혹은 각 분해능이 $\theta = 0.5^\circ \times 5^\circ$ 정도이던 것이, Chandra에 이르러서는 $\theta < 0.5''$ 로 크게 개선되었다. 이로써 초신성 잔해의 중심부나 외부하에 존재하는 개별 X-선원들을 자세히 분리해서 볼 수가 있게 되었다. 최근 대중매체에 (e.g., <http://science.nasa.gov/newhome/headlines>) 일부 소개된 바 있지만, 최고의 공간 분해능을 자랑하는 Chandra에서 얻은 초신성 잔해 Cas A와 Crab의 X-선 영상, 그리고 활동성 은하인 PKS 0637-752의 X-선 영상은 일반인 뿐만 아니라 전문가들에게도 큰 충격을 주었다.

관측할 수 있는 최소 검출선속 즉 감도는 $\sim 10^4$ s 노출

시간에 대해, $F_{\min} \sim 10^{-11}$ ergs cm^{-2} s^{-1} 에서 (Uhuru) $F_{\min} \sim 10^{-14} - 10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1} 로 (Chandra & XMM-Newton) 약 1000배 이상 낮아 졌다. 이에 따라 확인된 X-선원의 숫자도 크게 증가하였다. Uhuru에 의한 전천탐색 결과 발견된 X-선원은 약 340여 개에 (Forman et al. 1978) 불과 하였으나, "HEAO-1"에 이르러서는 약 850여 개로 (Wood et al. 1984), 그리고 "ROSAT"에 와서는 약 19,000여 개로 (Voges et al. 1999) 증가하였으며, 이들은 거의 모든 천문학적 대상들을 포함하고 있다.

에너지 분해능 역시 Uhuru 당시와 비교해서 약 1000배 가까이 향상되었다. 이에 따라, 중원소들의 X-선 흡수/방출선들을 자세히 관측할 수 있게 되었다. X-선 흡수/방출선들은 천체의 고에너지 방출환경과 방출기구를 이해하는데 중요한 도구들로 이용된다. 특히 이들은 블랙홀, 중성자성, 백색왜성 등 컴팩트별 주위의 물질분포와 물질의 상대적인 운동을 이해할 수 있게 함은 물론이고, 펄사들의 자기장 세기 등을 유추할 수 있게 해 준다. 또한, 이들은 X-선원의 온도와 밀도, 중원소 함량비 등 천체물리학적으로 매우 중요한 정보들을 제공한다. 이러한 연구의 필요성이 에너지 분해능 향상이라는 결과를 가져왔으며, 이 과정에서 다양한 형태의 X-선 검출기들과 분광기들이 지난 30여 년 동안 개발되어 왔다 (Fraser 1989; Ramsey et al. 1994).

본 논문에서는 X-선 분광에 초점을 맞추어, X-선 분광 방법과 이에 따른 에너지 분해능에 대해 살펴보고, 주어진 에너지 분해능에 따라 기대할 수 있는 천문학적 정보와 그 의미 그리고 앞으로의 전망 등에 대해 논의한다.

2. X-선 분광 방법과 에너지 분해능

광학관측과 다르게 X-선 관측에서는 분광기 없이도 분광 관측이 가능하다. 즉, 독립된 X-선 검출기만으로도 분광과 측광을 동시에 할 수 있다. 그 이유는 X-선 검출기들이 어느 정도의 에너지 분해능을 갖고 있기 때문이다. X-선 영역에서의 에너지 분해능은 일반적으로 분광기 활용 여부에 따라 크게 차이가 난다. 분광기를 사용할 경우, 0.1 - 10 keV 에너지 범위에서 대략 $E/\Delta E(\text{FWHM}) \sim 50 - 1000$ 정도의 에너지 분해능을 기대할 수 있다. 분광기를 사용하지 않을 경우는 X-선 검출기의 종류에 따라 약간 다르기는 하지만, 이 값의 약 1/10 - 1/100 정도 밖에 기대할 수 없다. 이 장에서는 X-선 검출기들과 분광기들의 특성 그리고 이에 따라 기대할 수 있는 에너지 분해능에 대해 살펴보기로 한다.

2.1. 비분산 분광

별도의 분광 시스템을 채택하지 않을 경우 (비분산 분광을 할 경우) 에너지 분해능은 검출기 자체의 에너지 분해능에 의해 결정되게 된다. 천체관측에 주로 활용되어 왔거나 현재 활용되고 있는 X-선 검출기들로는 "비례계수기"

(proportional counter), "CCD" (charge coupled device) 등과 아울러, 차세대 검출기로 주목 받고있는 "마이크로 칼로리미터"가 있다 (X-선 검출기의 종류와 자세한 동작원리 그리고 각각의 특성에 대해서는 Knoll 1989, Fraser 1989, Ramsey et al. 1994 등을 참조).

비례계수기는 아르곤이나 제논 같은 불활성 가스를 사용하는 검출기로서, 적절한 인가전압에서 출력펄스가 입사 X-선의 에너지에 비례하는데서 그 명칭이 유래하였다. 비례계수기는 우주공간에서 안정된 동작특성을 보인다는 장점이 있으며, 검출기 유효면적을 확장시키기가 용이하여 "스침입사 망원경" (grazing incidence telescope; GIT) 없이도 활용이 가능하다. 반면, 비례계수기는 고전압을 (~ 2 kV) 인가시켜야 하는 단점이 있으며, 에너지 분해능은 $E/\Delta E \sim 2E^{1/2}$ 정도로 현재 활용되고 있는 X-선 검출기들 중에서 가장 낮은 에너지 분해능을 갖는다 (여기서 에너지 E의 단위는 keV 이다). 이러한 단점에도 불구하고 앞서 언급한 장점들 때문에, 비례계수기는 천체관측에서 가장 많이 활용되었다 (e.g., Uhuru, "Ginga" (Turner et al. 1989), ROSAT (Pfeffermann et al. 1986), "RXTE" (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xte>) 등).

CCD는 비례계수기의 뒤를 이어 현재 각광 받고 있는 X-선 검출기로서, "ASCA" (Burke et al. 1993; Tanaka, Inoue, & Holt 1994)에서 처음으로 채택되었다. 또한 CCD는 Chandra와 XMM-Newton 모두에게서 주검출기로 활용되고 있다. CCD의 에너지 분해능은 $E/\Delta E \approx 20$ (1.5 keV) - 50 (6 keV) 정도로 주어진 에너지에 대해서 비례계수기보다 약 10배 정도 더 높다. 이와 아울러, CCD는 하나의 소자 (pixel)가 독립된 검출기와 같이 동작하기 때문에 영상관측에 매우 적합하다는 장점이 있다. 그러나 CCD는 유효면적을 확장시키기가 어렵기 때문에 GIT와 함께 사용해야 하는 문제가 있으며, 방사선 환경에 취약하다는 단점이 있다 (cf. Yaqoob 2000). CCD는 비례계수기 등과 비교할 때 신호처리 속도가 매우 느리다. 그렇기 때문에 X-선 선속이 매우 큰 X-선원들에 대해서는 광자 중첩 (photon pile-up) 현상이 발생하게 된다. 따라서 CCD는 밝은 X-선원들을 관측하기에 적합하지 않다는 문제도 있다.

마이크로 칼로리미터에서는 기존의 검출기들과는 전혀 다른 방법을 사용하여 입사 X-선의 에너지를 측정한다. 즉, X-선이 흡수체에 흡수될 때 발생하는 온도변화를 측정하여 입사 X-선의 에너지를 유추한다 (e.g., Kelley et al. 1988; Fraser 1989). 마이크로 칼로리미터에서 기대할 수 있는 에너지 분해능은 $E/\Delta E \approx 100$ (1 keV) - 1000 (10 keV) 정도로 현재 활용되고 있는 X-선 검출기들 중 가장 높으며, 분광기를 사용해서 얻을 수 있는 에너지 분해능과 거의 비슷하다. 이러한 에너지 분해능을 얻기 위해서는 마이크로 칼로리미터의 동작온도를 $T \sim 60$ mK 정도로 유지시켜야 한다. 이럴 경우 냉매의 증발 때문에 관측수명

이 약 2년 정도로 제한될 수 밖에 없다는 문제가 있다. HgTe 흡수체를 사용하는 마이크로 칼로리미터가 “Astro-E” (<http://legacy.gsfc.nasa.gov/docs/astroe>)에서 처음으로 채택되었으나, 불행하게도 Astro-E가 발사에 실패하는 바람에 당분간 마이크로 칼로리미터의 실제 관측 결과를 보지 못하게 되었다. Astro-E에서 채택된 마이크로 칼로리미터와 Chandra에서 채택된 격자 분광기의 성능을 비교해 보면, 마이크로 칼로리미터는 4 keV 이상에서 그리고 격자분광기는 4 keV 이하에서 에너지 분해능이 상대적으로 더 높다 (cf. 분광기를 사용할 경우, 주어진 에너지 범위에서 에너지가 증가할 수록 에너지 분해능이 낮아지지만, X-선 검출기 경우는 에너지가 증가할 수록 에너지 분해능이 높아진다).

2.2. 분산 분광

X-선 영역에서 “회절격자 분광기” (diffraction grating spectrometer; DGS)를 사용할 경우, 분광 방법은 기본적으로 광학분야에서의 분광 방법과 크게 다르지 않다. 다른 점이 있다면 투과력이 강한 X-선을 어떻게 분산시킬 것인가 하는 것과, 이를 위해 어떠한 기법과 재료를 사용할 것인가 하는 것 등이다.

X-선 영역에서 활용되는 분산 분광기의 종류로는 크게 크리스탈 혹은 “브래그 크리스탈 분광기” (Bragg crystal spectrometer; BCS)와 앞에서 언급한 DGS가 있다. 두 경우 모두 GIT와 함께 사용된다. BCS는 GIT에 대한 배치 방법에 따라 다시 “초점면 크리스탈 분광기” (focal plane crystal spectrometer; FPCS)와 “대물 크리스탈 분광기” (objective crystal spectrometer; OCS)로 세분화 되고, DGS는 “투과격자 분광기” (transmission grating spectrometer; TGS)와 “대물격자 분광기” (objective grating spectrometer; OGS)로 각각 세분화 된다 (cf. Markert et al. 1988; Schattenburg et al. 1988; Peacock & Ellwood 1988; Ramsey et al. 1994).

BCS의 크리스탈 반사각 θ_B 와 DGS의 격자 회절각 φ 는 각각 다음과 같이 주어진다.

$$\theta_B = \sin^{-1}(m\lambda/2d_b) \quad (1)$$

$$\varphi = [(2m\lambda/d_g) + \theta^2]^{1/2} - \theta \quad (2)$$

여기서, m 은 반사 차수를 의미하고, λ 와 θ 는 입사 X-선의 파장과 입사각을 나타내고, d_b 는 크리스탈 표면에서 원자들 사이의 간격을, 그리고 d_g 는 DGS에서 격자들 사이의 간격을 나타낸다. 그러므로 BCS와 DGS의 분산 능력은 d_b 와 d_g 가 작을 수록 그리고 λ 가 증가할 수록 (입사 X-선 에너지가 감소할 수록) 증가한다. 따라서, 주어진 입사 에너지에 대해 BCS의 에너지 분해능은 주로 크리스탈 내의 원자들 간격에 의존하게 되고, DGS의 경우는 격자들 사이의 간격과 입사각에 의존하게 된다.

X-선 관측에 활용되는 크리스탈로는 흑연, 수정, LiF 등이 있다 (크리스탈의 종류와 자세한 특성에 대해서는 Zombeck 1990을 참조). 반면, DGS에서는 반사율을 높이고 원자들의 흡수단에 의한 효과를 줄이기 위해 금과 은 혹은 니켈 같이 원자번호가 높은 재질을 격자 표면에 코팅해서 사용한다. 일반적으로 DGS와 BCS를 비교할 때, DGS는 에너지 분해능 ($E/\Delta E \sim 100$) 측면에서 BCS보다 ($E/\Delta E \sim 1000$) 뒤떨어진다는 단점이 있으나, 반사효율 ($\sim 10\%$) 측면에서는 BCS보다 ($\sim 1\%$) 상대적으로 높다는 장점이 있다 (e.g., Den Boggende 1988). 이와 아울러, DGS는 BCS보다 유효면적을 증가시키기가 용이하다는 장점도 가지고 있다.

위에서 살펴본 바와 같이 분광 시스템을 사용할 경우 상대적으로 높은 에너지 분해능을 얻을 수 있다. 그럼에도 불구하고 지난 30 - 40여년 동안 분광 시스템이 채택된 경우는 실제로 많지 않았다. 그 이유로 GIT를 사용해야 하는 문제와 분광기 제작과 운용상의 어려움 등을 들 수도 있겠지만, 무엇보다 중요한 이유는 효율 즉, 반사효율이 매우 낮다는데 있었다.

실제로 1978년의 “Einstein” (Giacconi et al. 1979) 위성과 1983년의 “EXOSAT” (De Korte et al. 1981) 위성이 분광 시스템을 채택하였다. Einstein은 FPCS 방식과 ($E/\Delta E \approx 50 - 100$, $E < 0.4$ keV; $E/\Delta E \approx 100 - 1000$, $E > 0.4$ keV) OGS 방식 ($E/\Delta E \approx 50$, $E = 1$ keV) 모두를 사용하였으나, EXOSAT은 TGS 방식만 ($E/\Delta E \approx 60$, $E = 0.04$ keV) 사용하였다. 여기서, Einstein/FPCS와 OGS의 동작 범위는 각각, 0.1 - 4.0 keV 와 0.4 - 2.0 keV 이고, EXOSAT/TGS는 0.04 - 2.0 keV 범위를 갖는다. Einstein/FPCS의 경우 문제가 되었던 것은 반사효율이 1% 미만으로 매우 낮았기 때문에 관측 대상이 매우 제한적일 수 밖에 없었다는 것이다. 반사효율은 유효면적과 함께 감도 즉, 관측할 수 있는 최소 검출선속에 직접적인 영향을 미친다. 따라서, 주어진 유효면적에 대해 반사효율이 낮을 경우 장시간의 노출이 불가피하다는 문제가 있다. Einstein/OGS와 EXOSAT/TGS의 반사효율은 대략 10% 미만으로 Einstein/FPCS보다 약 10배 가량 높았으며, 실제로 이들을 통해 얻은 관측결과가 더 많았다 (cf. Winkler et al. 1981; Mewe et al. 1982; Canizares & Kruper 1984; Kahn et al. 1984; Paerels et al. 1986, 1988).

EXOSAT 이후 대부분의 위성들이 감도에 대한 문제 때문에 분광 시스템 채택을 꺼려온 것이 사실이다. 그러나 그 동안 분광기의 유효면적을 증가시킴으로써 감도에 대한 문제가 크게 개선되었으며, Chandra와 XMM-Newton에 와서 다시 분광 시스템이 채택되기에 이르렀다. 현재 Chandra와 XMM-Newton 모두 TGS 방식을 채택하고 있다 (참고로 Chandra에서는 두 개의 분광 시스템을 각각 “LETG”와 “HETG”로 나누

어 부르고 있고, XMM-Newton의 분광 시스템에 대해서는 “RGS”로 부르고 있으나 실제로는 이들 모두 TGS 범주에 들어간다; <http://asc.harvard.edu/udocs/docs>; <http://legacy.gsfc.nasa.gov/docs/xmm>).

Chandra 분광 시스템의 경우 에너지 분해능은 0.25 – 4.0 keV 범위에서 $E/\Delta E \approx 80 - 1000$ 정도이고 (LET-G), 0.4 – 10 keV 범위에서는 $E/\Delta E \approx 60 - 1000$ 정도로 (HETG) Einstein/OGS에 비해 크게 개선되었다. Chandra 분광 시스템의 또 다른 특징 중의 하나는 Einstein 분광 시스템에 비해 유효면적이 $\sim 20 - 100$ 배 가까이 증가되었다는 것이다. 이에 따라, Chandra 분광 시스템으로 관측할 수 있는 방출선의 최소 검출선속은 $\sim 10^{-5} - 10^{-6}$ photons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ 로 낮아졌으며, 이로 인해 대부분의 X-선원들에 대해 분광 관측이 가능할 것으로 예측되고 있다. Chandra의 초기 결과에 대해서는 Brinkman et al. (2000)과 Kaastra et al. (2000) 등을 참조하면 된다.

3. X-선 방출선과 흡수선

천체 X-선원들은 크게 확산(diffuse) X-선원과 컴팩트 X-선원으로 구분할 수 있다. 확산 X-선원들에는 항성 코로나, 초신성 잔해, 고온의 성단 및 은하단 가스 등이 포함된다. 이들의 X-선 방출은 고온 플라즈마 (밀도 $\sim 10^{-4} - 10^2 \text{cm}^{-3}$, 온도 $\sim 10^6 - 10^8 \text{K}$) 내에서 발생하는 전자들의 충돌(collision)에 의해 영향을 받는다. 반면 펄사, 블랙홀, X-선 쌍성, AGN (active galactic nuclei), 퀘이사 등을 포함하는 컴팩트 X-선원들에 있어서는 X-선원이 중심에 있고 그 주위에 가스들이 분포해 있기 때문에, 이들 가스에 의해 X-선 방출과 흡수가 영향을 받게 된다. 이 장에서는 이들 두 부류의 X-선원들에서 만들어지는 흡수/방출선에 대해 살펴보기로 한다.

3.1. 흡수선 형성과 흡수선

X-선 에너지는 원자 내에서 전자들이 가질 수 있는 에너지 준위들 중 일반적으로 최내각 전자들이 가질 수 있는 에너지 준위 (K-전자각 혹은 L-전자각의 구속에너지)와 견줄 만 하다. 따라서, $\sim 20 - 30 \text{keV}$ 이하의 에너지 범위에서 X-선 감쇠는 주로 광전흡수에 의해 일어나게 되며, 이 과정은 주로 컴팩트 X-선원들에게서 발생한다.

광전흡수에 의해 X-선이 흡수될 확률은 흡수단면적(absorption cross-section)에 비례하게 되는데, 이는 입사 X-선의 에너지가 증가할 수록 감소한다 (보다 자세한 것은 Storm & Israel 1970, Veigele 1973, Henke et al. 1982 등을 참조). 중성원자의 경우, 주어진 전자각에서의 흡수단면적은 일반적으로 흡수단(absorption edge)에서 가장 크고 흡수단에서 멀어질 수록 (에너지가 증가할 수록) 점점 감소한다. 이와 아울러, 흡수단면적에 대한 개별 전자각의 기여도는 입사 X-선의 에너지와 원자의 종류에 따라

다르다.

참고로 중성의 철을 예로 들어보면 다음과 같다. 입사 X-선의 에너지가 7.112 keV 이상인 경우 (표 1 참조), 광전흡수에 의해 흡수된다(흡수되는 X-선의 대부분이, $\approx 87.6\%$ (Storm & Israel 1970), K-전자각에서 흡수되고, 나머지는 다른 전자각(L- 혹은 M-전자각)에서 흡수된다). 만약 7.112 keV 미만의 X-선이 철 원자에 입사된다고 하면, 이들의 대부분이 L-전자각에서 흡수된다고 보면 된다.

표 1.— 0.2 – 10 keV 범위의 중성원자 흡수단 에너지*

원소	K (keV)	L _I (keV)	L _{II} (keV)	L _{III} (keV)
C	0.284			
N	0.400			
O	0.533			
Ne	0.867			
Na	1.073			
Mg	1.305			
Al	1.560			
Si	1.839			
S	2.472	0.227		
Cl	2.824	0.270	0.203	0.202
Ar	3.203	0.320	0.247	0.245
Ca	4.037	0.438	0.350	0.346
Cr	5.989	0.696	0.584	0.575
Fe	7.112	0.846	0.721	0.708
Co	7.709	0.926	0.794	0.779
Ni	8.332	1.008	0.871	0.854

* Storm & Israel (1970).

그러므로, X-선이 가스원자에 흡수될 때 X-선 에너지는 최내각 전자들 중 하나를 방출시키는데 사용되고, 이때 K-전자각 혹은 L-전자각의 구속에너지에 해당하는 흡수선/흡수단이 형성되게 된다 (표 1). X-선 스펙트럼 상에서 어떠한 흡수선들이 지배적인가 하는 문제는 흡수단들 사이의 상대적인 흡수확률 뿐만 아니라, X-선원과 관측자 사이의 시선방향에 분포하는 가스의 밀도와 원소 함량비 (표 2 참조) 그리고 이온화 정도에 따라 다르다. 참고로 주어진 에너지에서 이온화 정도가 커질 수록 흡수단면적은 작아진다 (Reilman & Manson 1979; Verner & Yakovlev 1995; Verner et al. 1996).

그림 1은 우주함량비(cosmic abundance; 표 2의 세 번째 함량비)를 갖는 중성의 가스들에 대해서, 단위 수소원자 당 총 흡수단면적을 에너지의 함수로 나타낸 그림이다 (cf. Balucinska-Church & McCammon 1992). 이러한 가스에 의해 X-선이 흡수될 확률 $P_{\text{abs}}(E)$ 는 다음과 같이 표현된다.

$$P_{\text{abs}}(E) = 1 - [I_0(E)/I_i(E)] = 1 - \exp[-\sigma_a(E)N_H] \quad (3)$$

표 2.— 수소에 상대적인 태양의 중원소 함량비

원소	함량비 ¹	함량비 ²	함량비 ³
H	1.00E+0	1.00E+0	1.00E+0
He	9.77E-2	9.77E-2	8.01E-2
C	3.63E-4	3.98E-4	4.45E-4
N	1.12E-4	1.00E-4	9.12E-5
O	8.51E-4	8.51E-4	7.39E-4
Ne	1.23E-4	1.29E-4	1.38E-4
Na	2.14E-6	2.14E-6	2.10E-6
Mg	3.80E-5	3.80E-5	3.95E-5
Al	2.95E-6	2.95E-6	3.12E-6
Si	3.55E-5	3.55E-5	3.68E-5
S	1.62E-5	1.62E-5	1.89E-5
Cl	1.88E-7	1.88E-7	1.93E-7
Ar	3.63E-6	4.47E-6	3.82E-6
Ca	2.29E-6	2.29E-6	2.25E-6
Cr	4.84E-7	4.84E-7	4.93E-7
Fe	4.68E-5	3.24E-5	3.31E-5
Co	8.60E-8	8.60E-8	1.81E-6
Ni	1.78E-6	1.78E-6	8.27E-5

¹ Anders & Grevesse (1989).

² Feldman (1992).

³ Anders & Ebihara (1982).

여기서, I_0 와 I_1 는 각각 관측된 X-선의 세기와 입사 X-선의 세기를 나타내고, σ_a 는 총 흡수단면적, N_H 는 등가 수소 기둥밀도 (hydrogen equivalent column density) 그리고 E 는 X-선 에너지를 나타낸다. 이 관계식과 그림 1에서 알 수 있는 사실은 산소같은 경원소들은 N_H 값이 작아도 (e.g., $N_H < 10^{22} \text{ cm}^{-2}$) 흡수될 확률이 높다는 것이다. 즉, N_H 값이 작을 경우에는 상대적으로 경원소들에 의한 흡수선들이 현저하게 나타나게 된다. 반면 N_H 값이 매우 클 경우, 예를들어 $N_H > 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ 인 경우에는 낮은 에너지의 X-선들은 가스에 의해 거의 전부 흡수되기 때문에 이들에 의한 흡수선들을 볼 수가 없게된다. 이 경우에는 중원소들의 흡수선이 높은 에너지 영역에서 두드러지게 나타나게 된다.

이상에서 살펴본 바와 같이 흡수선들을 관측하기 위해서는 무엇보다도 에너지 분해능이 뒷받침 되어야 한다. 에너지 분해능이 매우 낮을 경우에는 흡수선들이 연속선에 스며들어 가기 때문에 실제로 이들을 관측하기가 어렵다.

3.2. 방출선 형성과 방출선

3.2.1. 컴팩트 X-선원의 방출선

컴팩트 X-선원들의 방출선 형성과정을 먼저 살펴보면 다음과 같다. 컴팩트 X-선원들로부터 방출된 X-선들이 주변가스에 입사되면, 이들 중 일부는 광전흡수 과정을 통해

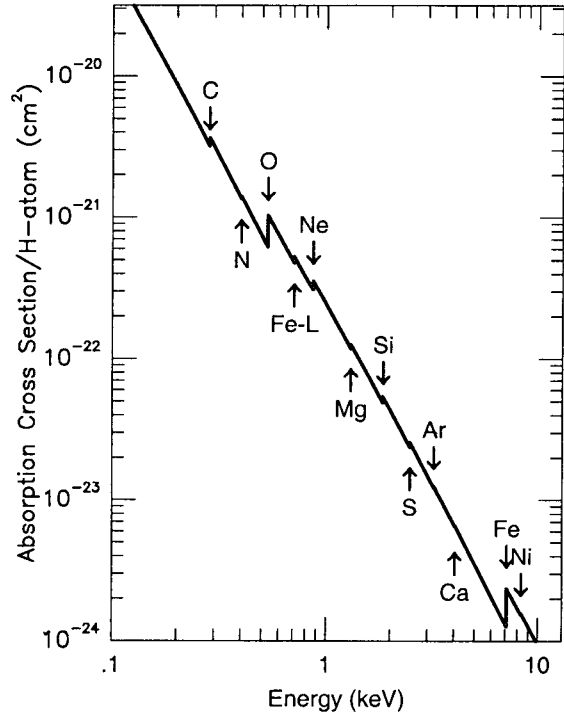


그림 1.— 우주함량비를 갖는 중성의 가스들에 대한 단위 수소 원자 당 총 흡수단면적. 이 그림에서 화살표로 표시된 부분들에서 불연속성이 나타나는데, 이는 구성 원소들의 K-흡수단에 의한 영향 때문이다. 0.7 keV 부근의 불연속성은 중성 철의 L-흡수단과 관계가 있다.

주변가스에 흡수되게 된다. 이 과정에서 이온화된 원자들은 곧바로 복사와 비복사 (radiationless) 과정 중 하나를 통해 재천이 되게 된다. 이미 잘 알고 있는 바와 같이 복사과정은 다음과 같다: 가스 원자들로부터 전자가 방출된 후 빈 전자각에 자유전자나 다른 전자각의 전자가 채워지게 되고, 이때 두 에너지 준위차에 해당하는 “형광광자” (fluorescent photon) 혹은 형광 X-선이 방출된다. 비복사 과정에서는 형광 X-선 대신 또 다른 전자들이 방출되게 되는데, 이를 “오제전자” (Auger electron)라 부르고 이 과정을 흔히 오제효과라 부른다.

이러한 천이과정 중 K-전자각에서 복사천이가 일어날 확률 즉, “형광률” (fluorescence yield) ω_K 는 대략 다음과 같이 표현된다 (e.g., Dyson 1990).

$$\omega_K = Z^4 / (a_K + Z^4) \tag{4}$$

여기서 Z 와 a_K 는 각각 원자번호와 상수를 나타내고, $a_K = 1.12 \times 10^6$ 이다. 이 관계식에 따르면, 중원소들에게서는 형광과정이 상대적으로 더 지배적이고 그리고 경원소들에게서는 오제효과가 더 지배적이라는 것을 알 수 있

다. 참고로 주어진 원소에 대한 형광률은 이온화 정도에 따라 다르다. 철의 경우 이온화 정도에 따라 대략 다음과 같은 형광률 (ω_K)을 갖는다 (Jacobs & Rosznyi 1986): $\omega_K = 0.34 - 0.49$ (Fe I - Fe XXII), $\omega_K = 0.11$ (Fe XXI - II), $\omega_K \sim 0.75$ (Fe XXIV).

중성의 철을 예로들어 K-방출선들의 종류와 그 에너지를 살펴보면 대략 다음과 같다: $K\alpha_1 = 6.404$ keV, $K\alpha_2 = 6.391$ keV, $K\beta_1 = 7.059$ keV, $K\beta_3 = 7.059$ keV. 또한, K-방출선들 사이의 상대적인 복사천이 확률 즉 상대적인 선세기는 다음과 같다: $K\alpha_2/K\alpha_1 = 0.51$, $K\beta_1/K\alpha_1 = 0.12$, $K\beta_3/K\alpha_1 = 0.06$. 그러므로, K-방출선들 중에서는 $K\alpha_1$ 이 가장 강하게 나타난다. 스펙트럼 상에서 $K\alpha_1$ 과 $K\beta_1$ 을 구분하기 위해서는 6 - 7 keV 근처에서 $E/\Delta E \sim 10$ 이상의 에너지 분해능이 필요하고, $K\alpha_1$ 과 $K\alpha_2$ 를 구분하기 위해서는 $E/\Delta E \sim 500$ 이상의 에너지 분해능이 필요하다. 비례계수기와 같이 에너지 분해능이 낮은 검출기들로 관측한 스펙트럼에서는 $K\alpha$ 와 $K\beta$ 방출선들을 구분할 수가 없으며, 이들이 중첩되어 하나의 선운곽 (line profile)을 만들어 낸다 (e.g., Choi et al. 1996).

주어진 중성원소에서 L-전자각의 형광률 ω_L 은 ω_K 에 비해 매우 낮다. 예로들어 중성의 철에 대한 L-전자각의 평균 형광률은 $\omega_L \approx 4.5 \times 10^{-3}$ 정도로, $\omega_K = 0.34$ 와 비교할 때 약 100배 가까이 낮다 (Bambynek et al. 1972; Krause 1979). 그러므로 주어진 원소에서 K-방출선이 L-방출선보다 항상 더 강하게 나타나게 된다. X-선 스펙트럼 상에서 어떠한 원소들에 의한 방출선이 더 강하게 나타나는가 하는 문제는, 일반적으로 시선방향에 분포하는 가스들의 밀도와 원소 함량비 그리고 형광률 등에 의존하게 된다.

위에서 살펴본 바와 같이, K-방출선들의 종류와 에너지는 구체적인 복사천이 과정에 따라 다르다. 이해를 돕기 위해 X-선 천문학에서 중요하게 여기는 중성원자들의 $K\alpha$ 와 $K\beta$ 방출선 에너지를 표 3에 수록하였다 (표 3에서 보는 바와 같이 특별한 언급이 없을 경우 $K\alpha = K\alpha_1$ 을 그리고 $K\beta = K\beta_1$ 을 의미하기로 한다).

3.2.2. 확산 X-선원의 방출선

확산 X-선원들의 방출선 역시 이온화된 원자들의 재천이 (복사천이) 과정에서 만들어지게 된다. 이와 같은 관점에서 보면 확산 X-선원들의 방출선 형성과정은 컴팩트 X-선원들의 경우와 비교해서 크게 다르지 않다 (보다 자세한 것은 Kaastra & Mewe 1993 등을 참조). 이들 두 부류 사이의 가장 큰 차이점은 가스의 밀도와 상태가 다르다는 것이다. 즉, 확산 X-선원들의 경우 밀도가 낮고 온도가 높은 플라즈마로부터 X-선이 방출되기 때문에 대부분의 원자들이 고도로 이온화되어 있다는 것이다. 이와 아울러, 이들에게서는 전자들의 충돌에 의해 원자들이 이온화된다는 점이 컴팩트 X-선원들의 경우와 다르다고 할 수 있다. 확산 X-선원들의 이온평형 (ionization equilibrium)은 전자들

표 3.—중성원자의 $K\alpha$ 와 $K\beta$ 방출선 에너지*

원소	$K\alpha$ (keV)	$K\beta$ (keV)
C	0.279	
N	0.393	
O	0.524	
Ne	0.849	
Na	1.041	
Mg	1.255	
Al	1.487	
Si	1.739	1.838
S	2.307	2.468
Cl	2.622	2.817
Ar	2.958	3.191
Ca	3.691	4.012
Cr	5.414	5.947
Fe	6.404	7.059
Co	6.930	7.649
Ni	7.478	8.265

* Storm & Israel (1970).

의 충돌에 의한 이온화율과 재결합율 (recombination)의 지배를 받게되며, 컴팩트 X-선원 가스들의 이온평형은 주로 광이온화율 (photoionization)과 재결합율의 지배를 받게된다.

주어진 밀도에서 원자들의 이온화 정도는 일반적으로 플라즈마 온도에 비례한다. 온도가 높아질 수록 (대략 $T \sim 2 \times 10^7$ K 이상에서) '경원소들은 거의 전부 이온화된 상태에 놓이게 되고, 중원소들은 헬륨이나 수소형 이온 상태에 놓이게 된다. 헬륨이나 수소형 이온들에게서는 주로 자유전자의 재결합에 의해 K-방출선들이 형성된다. 참고로 철의 $K\alpha$ 에너지는 이온화 정도에 따라 6.4 keV (Fe I - Fe XVII)에서부터 6.9 keV (Fe XXVI)까지 변한다. 따라서, 확산 X-선원들에게서 방출되는 K-방출선들은 컴팩트 X-선원들의 K-방출선보다 에너지가 더 크다 (표 4 참조).

이와 아울러, $T \sim 10^7$ K 이하인 플라즈마에서는 방출선에 의한 에너지 방출이 주도적으로 일어나지만, 그 이상의 온도에서는 연속선에 의한 에너지 방출이 주도적으로 일어난다 (여기서, 연속선 방출기구는 "제동복사" (Bremsstrahlung) 이다). 그러므로 온도가 매우 높은 플라즈마들에게서는 방출선을 기대하기가 어렵다. 확산 X-선원들에 있어서 방출선의 세기는 일반적으로 플라즈마 온도와 밀도, 원소 함량비, 충돌세기 (collisional strength) 등의 지배를 받는다.

4. 선스펙트럼을 이용한 천체물리학적 특성 진단

X-선 선스펙트럼 관측을 통해 얻을 수 있는 선스펙트럼 인자들은, 다른 에너지 영역에서와 마찬가지로, 크게 선중

표 4.—수소와 헬륨형 이온의 K α 방출선 에너지*

헬륨형 이온	에너지	수소형 이온	에너지
C V	0.308	C VI	0.366
N VI	0.431	N VII	0.498
O VII	0.574	O VIII	0.651
Ne IX	0.921	Ne X	1.020
Mg XI	1.350	Mg XII	1.460
Si XIII	1.860	Si XIV	1.990
S XV	2.460	S XVI	2.600
Ar XVII	3.140	Ar XVIII	3.300
Ca XIX	3.910	Ca XX	4.070
Fe XXV	6.700	Fe XXVI	6.890
Ni XXVII	7.800	Ni XXVIII	7.950

* Kaastra & Mewe (1993), 그리고 에너지는 keV.

심 (line center) 에너지, 선폭 (line width), 선윤곽 (line profile), 등가폭 (equivalent width), 그리고 선세기 혹은 선속 등을 들 수 있다. 이와 아울러, X-선 영역에서는 “사이클로트론” (cyclotron) 들에 의한 흡수선을 관측할 수 있기 때문에, 자기장의 세기가 강한 컴팩트 X-선원들에 대해서 자기장 세기를 유추할 수 있다. 이 장에서는 선스펙트럼 입자들로부터 이끌어낼 수 있는 천문학적 정보들과, 이들을 통해 방출/흡수선을 방출하는 가스들의 특성 진단에 관한 방법을 간략하게 살펴보기로 한다.

4.1. 선중심 에너지

앞에서 이미 살펴본 바와 같이, 이온평형 상태에 있는 가스들의 K-흡수단/K-방출선 에너지는 가스의 이온화 정도 혹은 플라즈마 온도에 의존한다. 예를들어, 철의 K-흡수단 에너지는 이온화 정도에 따라 7.1 keV에서부터 9.3 keV까지 변하고, K α 에너지는 이온화 정도에 따라 6.4 keV (Fe I – Fe XVII)에서부터 6.6 keV (Fe XXIII)까지, 그리고 심지어 6.9 keV (Fe XXVI)까지 변한다 (e.g., Kallman & McCray 1982; Makishima 1986). 그렇기 때문에, K-흡수단/K-방출선 에너지는 선스펙트럼을 방출하는 가스들의 이온화 정도 혹은 온도를 유추하는데 결정적인 정보를 제공한다 (단, 젊은 초신성 잔해들과 같이 이온평형 상태에 도달되지 못한 플라즈마들의 이온화 정도는, 이온평형 상태의 전자온도 (electron temperature)에서 기대할 수 있는 것 보다 일반적으로 더 낮게 나타난다). 또한, 흡수/방출선 에너지는 연속선 스펙트럼 형태와 함께 미확인 X-선원들의 X-선 방출기구를 결정하는데 중요한 역할을 한다. 만약 K α 에만 의지해서 가스들의 이온화 정도를 유추하고자 한다면, 6 – 7 keV 에너지 범위에서 $E/\Delta E \sim 10$ 정도의 에너지 분해능이 필요하다. 이 정도의 에너지 분해능은 CCD에서는 가능하나 비례계수기에서는 기대하기 어렵다.

선중심 에너지를 활용하지 못할 경우, 이온화 정도를

유추하는 또 다른 방법으로는 다음과 같이 정의되는 소위 ξ -인자가 있다 (Kallman & McCray 1982; Kallman & White 1989).

$$\xi \equiv L_X / (n r^2) \quad (5)$$

여기서, L_X 는 X-선 밝기를 나타내고, n 은 X-선원 주변에 분포하는 가스의 갯수밀도 혹은 전자의 갯수밀도를 나타내며, r 은 X-선원으로부터 가스까지의 거리를 나타낸다. 이 방법은 비례계수기를 활용한 관측에서 주로 이용되었으며 컴팩트 X-선원들에 한해서만 사용될 수 있다 (cf. Choi et al. 1994a, 1994b; Choi et al. 1996). 이 방법에서는 또한 ξ -인자 값이 클수록 가스의 이온화 정도가 크다. 예를들어, $\xi \sim 100$ 정도에서는 산소보다 가벼운 원자들이 거의 이온화된 상태에 있고, 산소원자들은 대부분이 수소형 이온 상태에 놓여 있게 된다. 철원자들은 $\xi \sim 1000$ 정도 이상에서 대부분이 수소형 이온 상태에 놓이게 된다.

흡수/방출선의 선중심 에너지로부터 얻을 수 있는 또 다른 천문학적 정보로는 AGN과 퀘이사 등 먼 거리의 외부 은하 X-선원들에 대한 우주론적 적색편이 (cosmological redshift) z_c 가 있다:

$$z_c = (E_i/E_o) - 1 \quad (6)$$

여기서, E_i 와 E_o 는 각각, 흡수/방출선의 원래 에너지와 관측된 에너지를 나타낸다. 그러므로, 정면으로 바라볼 수 있는 (face-on) 외부은하 X-선원들에 대해, z_c 를 알면 감속상수 (deceleration constant) q_0 와 허블상수 H_0 를 통하여 이들 대상까지의 거리유추가 가능하다.

컴팩트 X-선원들에 대해서 일반상대론적인 효과를 고려한 중력적 적색편이 (gravitational redshift) z_g 는 다음과 같이 표현된다.

$$z_g = (E_i/E_o) - 1 = (1 - 2GM/Rc^2)^{-1/2} - 1 \quad (7)$$

여기서, G 는 중력상수를 나타내고, M 과 R 은 X-선원의 질량과 반경을, 그리고 c 는 빛속도를 나타낸다. 그러므로, 자기장의 세기가 무시할 정도로 작고 동반성 관측이 어려운 저질량 X-선 쌍성이나 고립된 (isolated) X-선 펄사들에 대해서 z_g 를 측정할 수만 있다면, 이들 중성자성에 대한 질량유추가 원론적으로 가능하다. 위의 식을 블랙홀들에 적용할 경우, 블랙홀은 질량에 따라 Schwarzschild 반경 역시 변하기 때문에, z_g 만으로 블랙홀의 질량유추가 어렵다. 참고로 현재까지 알려진 블랙홀 질량측정 방법들 중에서는 질량함수를 구하는 방법이 가장 신뢰할 수 있는 방법으로 알려져 있으며, 이 방법을 통해 현재까지 약 10여개의 블랙홀들에 대한 질량이 구해졌다 (e.g, Tanaka & Lewin 1995; White & Paradijs 1996).

4.2. 선폭과 선윤곽

X-선 영역에서 충분한 에너지 분해능이 뒷받침된다면 방출선들의 선폭을 측정함으로써 해서, 확산 X-선원과 컴팩트

X-선원들의 선폭증가 요인을 구분할 수 있고, 이를 바탕으로 보다 정밀하게 가스들의 특성을 진단할 수 있다. 이와 아울러, $K\alpha$ 방출선의 선폭과 선운곽은 컴팩트 X-선원의 유입원반 (accretion disk) 특성과 중심 X-선원의 정체를 파악하는데 중요한 도구로 활용할 수 있다.

블랙홀 주변의 유입원반들은 블랙홀 중심 가까이에서 상대론적인 운동을 하기 때문에 이러한 원반에서 발생하는 $K\alpha$ 방출선들의 선운곽은 일반적으로 쌍뿔 (two horn) 형태로 관측되며, 이들 쌍뿔 중에서는 도플러 부양 때문에 “청색뿔” (blue horn)이 “적색뿔” (red horn) 보다 항상 더 밝게 나타난다. 이와 아울러, 이들 방출선들은 도플러 효과에 의한 선폭증가와 중력적 적색편이를 동시에 겪기 때문에 선폭이 매우 크게 나타난다는 특징이 있다. 철의 $K\alpha$ 방출선에 대한 이론적인 계산들에 따르면, 이들 방출선의 선폭과 선운곽은 유입원반의 경사각과 방출지역의 위치 즉, 블랙홀 중심으로부터의 거리 등에 의존한다 (Fabian et al. 1989; Matt et al. 1992; Matt, Perola, & Stella 1993). 예를들어 주어진 거리에 대해, 중력적 적색편이와 도플러 효과에 의한 선폭증가는 유입원반의 경사각이 클수록 커진다 (즉, 적색뿔과 청색뿔 사이의 간격이 점차 커지게 된다). 반면 주어진 경사각에 대해, 블랙홀 중심으로부터 거리가 멀어질 수록 선폭증가 효과는 점차 감소하게 된다. 도플러 효과에 의한 선폭증가는 대략 $(E_i/E_o) \sim (r_s/2r)^{1/2} \sin i$ 정도이고, 중력적 적색편이에 의한 선폭증가는 대략 $(E_i/E_o) \sim (r_s/2r)$ 정도가 된다 (여기서, r_s 는 Schwarzschild 반경을 나타내고 i 는 유입원반의 경사각을 나타낸다).

선폭과 선운곽으로부터 유입원반의 경사각과 방출지역에 대한 정보를 얻기 위해서는 최소한 쌍뿔을 분리할 수 있을 정도의 에너지 분해능이 필요하다. 예를들어 6 - 7 keV 에너지 영역에서 $E/\Delta E \sim 20$ 정도 이상의 에너지 분해능이 필요하다. 중력과 상대론적인 운동에 의해 적색편이된 $K\alpha$ 방출선의 존재는 오래전부터 예측되어 왔으나 X-선 검출기들의 낮은 에너지 분해능 때문에, ASCA/CCD에 와서야 비로소 관측되기 시작하였다 (Tanaka et al. 1995; Nandra et al. 1997; Turner et al. 1997). 만약 $K\alpha$ 방출선들의 선폭과 선운곽으로부터 이들 방출지역까지의 절대적인 거리 (Schwarzschild 반경의 단위가 아닌 거리)를 구할 수 있다면, z_g 측정으로부터, AGN들의 중심부에 존재한다고 믿어지는 거대 블랙홀들에 대한 질량유추가 가능하다. 다른 방법으로는 최근에 Yi & Boughn (1998, 1999)이 제시한 바와 같이 X-선 연속선 광도와 전파광도 사이의 비를 이용하여 블랙홀 질량을 추정하는 방법 등이 있다.

4.3. 등가폭

등가폭은 일반적으로 방출선들에 대한 방출효율을 나타내며 다음과 같이 주어진다.

$$\text{등가폭} = \frac{\text{관측된 방출선 선속}}{\text{선중심 에너지에서의 연속선의 세기}} \quad (8)$$

여기서, 연속선의 세기는 선중심 에너지에서의 단위 에너지 당 세기이므로 등가폭의 단위는 에너지 단위를 갖는다 (eV 혹은 keV). X-선 영역에서 이러한 등가폭은 컴팩트 X-선원 주변의 가스분포를 유추하는데 주로 이용된다. 이를 위해서는 먼저 다양한 형태의 가스 분포와 다양한 값의 수소 등가 기동밀도 (N_H)에 대한 수치모의실험이 선행되어야 한다. 그런다음 관측으로부터 구한 등가폭과 수치모의실험 결과와 비교하여, 중심의 X-선원에 대해서 가스들이 어떻게 분포되어 있고 어느 정도의 입체각을 갖는지를 유추하게 된다.

만약 가스가 중심 X-선원에 대해 대칭적으로 분포되어 있다고 가정하면, 철의 $K\alpha$ 에 대한 등가폭은 다음과 같이 표현될 수 있다.

$$\text{등가폭} = \left(\frac{\Delta\Omega}{4\pi} \right) \times \frac{\int_{E_K}^{\infty} I_i(E) P_{\text{abs}}(E) \omega_K P_{\text{esc}}(E_\alpha) dE}{I_o(E_\alpha) + I_s(E_\alpha)} \quad (9)$$

여기서, $\Delta\Omega$ 는 분포된 가스의 입체각을 나타내고, E_K 와 E_α 는 철의 K-흡수단 에너지와 $K\alpha$ 에너지를 의미하고, I_i 와 I_o 는 각각 입사 X-선의 세기와 관측된 X-선의 세기를 나타내고, ω_K 는 K-전자각에서의 철의 형광률을 나타낸다. 그리고, P_{abs} 는 입사된 X-선이 가스구름 내에 존재하는 철에 흡수될 확률을 의미하고, P_{esc} 는 가스구름에서 생성된 철의 $K\alpha$ 가 가스구름을 탈출할 확률을 의미하며, I_s 는 가스구름 내에서 산란된 X-선의 세기를 나타낸다. 이들 각각에 대해서는 다음과 같이 표현할 수 있다.

$$P_{\text{abs}}(E) \simeq \{1 - \exp[-\sigma_a(E)N_H]\} \left\{ \frac{\sigma_{\text{Fe,K}}(E)N_{\text{Fe}}}{\sigma_a(E)N_H} \right\} \quad (10)$$

$$P_{\text{esc}}(E_\alpha) = \exp[-\sigma_a(E_\alpha)N'_H] \quad (11)$$

$$I_s(E_\alpha) \simeq I_i(E_\alpha) \exp\{-\sigma_a(E_\alpha)[N''_H + N'''_H]\} \sigma_s N''_H \quad (12)$$

여기서 σ_a 와 $\sigma_{\text{Fe,K}}$ 는 각각 가스의 총 흡수단면적과 철의 K-전자각 흡수단면적을 나타내고, N_{Fe} 는 철의 기동밀도를 나타낸다. 또한, 우주함량비를 가정할 때 산란단면적은 $\sigma_s \simeq 1.2\sigma_T$ 이다 (여기서 σ_T 는 톰슨산란 단면적을 나타낸다). 그러므로 구형대칭적으로 분포되어 있는 경우에 대한 수치모의실험 결과와 관측된 등가폭을 비교하면, 중심의 X-선원에 대하여, 가스들이 어느 정도의 입체각을 갖고 분포하는지를 유추할 수 있다. 예를들어, 가스들이 X-선원 주위에 구형대칭적으로 분포되어 있다고 하면, 등가폭은 $N_H = 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ 에 대해 0.01 keV 정도가 되고, $N_H = 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ 에 대해서는 대략 1 keV 정도로 N_H 값에 비례해서 등가폭이 커지게 된다 (Inoue 1985; Makishima 1986).

4.4. 선세기와 그 비

앞에서 이미 살펴본 바와 같이 (§ 3.1) 우리는 주어진 원소들에 대해 K-전자각의 흡수단면적을 알 수 있다. 그러므로 관측된 특정 흡수선의 세기 (혹은 깊이)를 측정하면, 우주 함량비를 가정하여, 시선방향의 N_H 값을 구할 수 있다 (다른 방법으로는 연속선의 흡수정도로부터 N_H 값을 구하는 방법과 흡수선의 등가폭을 이용하는 방법 (e.g., Kaastra et al. 2000) 등이 있다). 만약 여러 원소들에 대하여 K-흡수선들의 상대적인 세기를 알면, 원본적으로 시선방향에 분포하는 가스들의 중원소 함량비 (우주함량비에 상대적인 함량비)를 구할 수 있다. 그러나 실제로 흡수선들을 통해서 중원소 함량비를 구하기는 쉽지가 않다. 이미 § 3.1에서 언급한 바와 같이, N_H 값이 클 경우에는 낮은 에너지의 X-선들이 거의 흡수되기 때문에 경원소들의 흡수선을 볼 수가 없게 된다. 반면, N_H 값이 작을 경우에는 중원소들의 흡수단면적이 매우 작기 때문에 주로 경원소들의 흡수선들만 보게 된다. 따라서 넓은 에너지 범위에서 여러 종류의 K-흡수선들을 동시에 관측하기가 어렵게 된다.

가스의 흡수단면적은 일반적으로 이온화 정도가 커질수록 작아진다. 그러므로 흡수선은 이온화 정도가 낮은 가스들에 한해서 적절하게 활용될 수 있다. 반면, 이온화 정도가 큰 컴팩트 X-선원의 가스들이나 고온의 플라즈마를 갖고 있는 확산 X-선원들에 대해서는 방출선을 활용한 특성진단이 더 효과적이다 (e.g., Nagase et al. 1994; Choi & Dotani 1998; Brinkman et al. 2000).

4.5. 사이클로트론 흡수선

이미 잘 알고 있는 바와 같이 대전된 입자들이 자기장 속으로 입사되면, 이들은 자기장 속에 갇혀서 자력선 주위를 돌게 된다. 이때 이들의 운동이 상대론적이면 “싱크로트론” (synchrotron)이라 부르고 비상대론적이면 사이클로트론이라 부른다. 사이클로트론 진동수는 자기장의 세기에 비례하고 입자의 질량에는 반비례 한다. 그러므로, 자기장의 세기가 $\sim 10^{11-12}$ G 정도인 자력선에서의 전자 사이클로트론 (electron cyclotron; 이하 단순히 사이클로트론이라 부름) 진동수는 X-선 진동수와 견줄만 하게 된다. 따라서 X-선이 이러한 자기장 속으로 입사된다면, X-선은 이들 사이클로트론과 공명을 일으키게 된다.

컴팩트 X-선원들 중에서는 펄사들과 소위 “비정상적인 X-선 펄사” (anomalous X-ray pulsar; e.g., Kaspi, Charkrabarty, & Steinberger 1999)와 “마그네타” (magnetar; e.g., Marsden, Rothschild, & Lingenfelter 1999) 등이 $\sim 10^{11-12}$ G 정도 혹은 그 이상의 자기장 세기를 갖는다. 그러므로 이들의 자기극 표면 근처에서 사이클로트론 흡수선이 만들어질 가능성이 매우 크다. 일반적으로 톱슨 산란 단면적에 대해 광학적 깊이가 클 경우에는 흡수선이 형성되고, 광학적 깊이가 매우 작을 경우에는 방출선이 형성되는 것으로 알려져 있다.

자기장의 세기가 강한 이들 컴팩트 X-선원들에서 자기장의 세기와 사이클로트론 흡수/방출선 에너지 (E_c) 사이의 관계는, 비상대론적인 영역에서, 다음과 같이 표현된다 (e.g., Chanmugam 1992; Mihara 1995; Makishima et al. 1999).

$$E_c = 11.6n(B/10^{12} \text{ G})(1 + z_g)^{-1}, \text{ keV} \quad (13)$$

여기서, n ($= 0, 1, 2, 3, \dots$)은 양자화된 Landau 에너지 준위를 나타낸다 그리고 B 와 z_g 는 각각 자기장의 세기와 중력적 적색편이를 나타낸다 (식 (7) 참조). 그러므로 사이클로트론 흡수/방출선의 에너지를 측정하면 컴팩트 X-선원들의 자기장 세기를 유추할 수 있게 된다. 실제로 Trümper et al. (1978)이 사이클로트론 흡수선 에너지를 측정하여 Her X-1의 자기장 세기를 처음으로 구한 바 있으며, 현재 약 15개의 X-선 펄사들에 대한 자기장 세기가 이 방법으로 구해졌다 (Makishima et al. 1999). 컴팩트 X-선원들에 대한 자기장 세기 측정은 이들 자기장의 기원과 진화연구를 하는데 중요할 뿐만 아니라, 비정상적인 X-선 펄사들과 마그네타의 실체를 규명하는데 매우 중요하다.

5. 토의와 전망

X-선 관측에서 스침입사 망원경을 사용할 경우, 최소한 3 - 4 m 이상의 초점거리를 확보해야 하기 때문에, 위성이 대형화 될 수 밖에 없다. 그러나, 높은 에너지 분해능을 얻기 위해서는 스침입사 망원경이 거의 필수적이다. 예를 들어 비분산 분광을 할 경우에도 CCD와 마이크로 칼로리미터 같이 유효면적을 확장시키기 어려운 검출기를 사용할 경우에는 스침입사 망원경을 활용해야만 한다. 이와 아울러, 대면적화가 용이한 비례계수기도 스침입사 망원경과 함께 사용하면 백그라운드 영향을 상당히 줄일 수 있기 때문에, ROSAT 경우와 같이 비교적 높은 감도를 유지할 수 있다. 그러므로 관측 대상을 매우 밝은 X-선원들로 한정하지 않는 한 스침입사 망원경을 사용하는 추세를 거스르기가 사실상 어렵다.

그러나, 분광 시스템 채택 여부는 스침입사 망원경 채택 여부와는 좀 다르다. 앞에서 (§ 2) 이미 살펴본 바와 같이, Astro-E에서 채택된 마이크로 칼로리미터의 에너지 분해능은 4 keV 이상에서 Chandra 분광 시스템의 에너지 분해능보다 더 높다. 그러므로 단순히 에너지 분해능 측면만 고려한다면, 어떠한 에너지 범위에서 어떠한 방출/흡수선들을 자세히 관측할 것인가에 따라 분광 시스템 채택 여부가 결정되게 된다. 무엇보다 중요한 것은, 분광 시스템 채택 여부와 관계없이, 앞으로는 X-선 천문학에서도 고도의 에너지 분해능을 갖는 X-선 스펙트럼이 보편화 될 것이라는 사실이다.

우주에 존재하는 중원소들 중에서 철은 가장 안정적이고 상대적으로 높은 형광률을 가지고 있다. 또한 철은 중원소들 중에서 가장 풍부하게 우주에 존재한다 (표 2 참조).

그러므로, 철선 (iron line)은 우리은하 내의 X-선원들에서부터 외부은하 X-선원들에 이르기까지 거의 모든 천문학적 대상들에게서 관측이 가능하다. 이러한 이유들 때문에 철선은 X-선원 주변의 물질분포와 이들의 천체물리학적 특성을 연구하는데 중요한 도구로 활용되어 왔다. 이와 아울러, 철선을 사용할 수 밖에 없었던 또 다른 이유들 중 하나는 그동안 대부분의 위성들이 비분산 분광시스템을 채택해왔고, 주 검출기로서 비례계수기를 활용하였기 때문이다. 그렇기 때문에 철선과 같이 매우 한정된 방출/흡수선을 검출할 수 밖에 없었다.

ASCA에서 채택되었던 CCD는 주어진 에너지에 대해서 기존의 비례계수기보다 에너지 분해능이 약 10배 정도 더 높았다. 따라서 Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca 등 다른 중원소들의 $K\alpha$ 방출선을 관측할 수가 있었다. ASCA 위성에 와서는 이들을 활용함으로써 해서 분광연구의 폭이 좀더 넓어지게 되었으며, 앞으로의 분광연구 가능성을 확인할 수 있었다. Chandra와 XMM-Newton의 초기 결과에서 이미 확인할 수 있었던 바와 같이, 이들의 에너지 분해능은 ASCA 위성에서는 구분할 수가 없었던 철의 L-방출선들을 명확하게 구분해서 보여주고 있다. 따라서, Chandra와 XMM-Newton에 와서는 보다 더 정확하고 자세한 선스펙트럼 인자들을 구할 수 있게 되었으며, 이를 토대로 X-선 천문학에서도 본격적인 분광연구가 가능하게 되었다.

참고문헌

- 남옥원, & 최철성 1998, JASS, 15, 373
 Anders, E., & Ebihara, M. 1982, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 46, 2363
 Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
 Balucinska-Church, M., & McCammon, D. 1992, *ApJ*, 400, 699
 Bambynek, W. et al. 1972, *Rev. Mod. Phys.*, 44, 716
 Brinkman, A. C. et al. 2000, *ApJ*, 530, L111
 Burke, B. E., Mountain, R. W., Daniels, P. J., Cooper, M. J., & Dolat, V. S. 1993, *Proc. SPIE*, 2006, 272
 Canizares, C. R., & Kruper, J. 1984, *ApJ*, 278, L99
 Chanmugam, G. 1992, *ARA&A*, 30, 143
 Choi, C. S., & Dotani, T. 1998, *ApJ*, 492, 761
 Choi, C. S., Dotani, T., Day, C. S. R., & Nagase, F. 1996, *ApJ*, 471, 447
 Choi, C. S., Dotani, T., Nagase, F., Makino, F., Deeter, J. E., & Min, K. W. 1994a, *ApJ*, 427, 400
 Choi, C. S., Nagase, F., Makino, F., Dotani, T., & Min, K. W. 1994b, *ApJ*, 422, 799
 De Korte, P. A. J. et al. 1981, *Space Sci. Rev.*, 30, 495
 Den Boggende, A. J. F., de Korte, P. A. J., Videler, P. H., Brinkman, A. C., Kahn, S. M., Craig, W. W., Hailey, C. J., & Neviere, M. 1988, *Proc. SPIE*, 982, 283
 Dyson, N. A. 1990, *X-rays in Atomic and Nuclear Physics*, 2nd Ed. (Cambridge Univ.: Cambridge)
 Fabian, A. C., Rees, M. J., Stella, L., & White, N. E. 1989, *MNRAS*, 238, 729
 Feldman, U. 1992, *Phys. Scripta*, 46, 202
 Forman, W., Jones, C., Cominsky, L., Julien, P., Murray, S., Peters, G., Tananbaum, H., & Giacconi, R. 1978, *ApJS*, 38, 357
 Fraser, G. W. 1989, *X-ray Detectors in Astronomy*, (Cambridge Univ.: Cambridge)
 Giacconi, R., Kellog, E., Gorenstein, P., Gursky, H., & Tananbaum, H. 1971, *ApJ*, 165, L27
 Giacconi, R. et al. 1979, *ApJ*, 230, 540
 Henke, B. L., Lee, P., Tanaka, J., Shimabukuro, R. L., & Fujikawa, B. K. 1982, *Atomic Data & Nuclear Data Tables*, 27, 1
 Inoue, H. 1985, *Space Sci. Rev.*, 40, 317
 Jacobs, V., & Rosznyi, B. F. 1986, *Phys. Rev. A.*, 34, 216
 Kaastra, J. S., & Mewe, R. 1993, *A&AS*, 97, 443
 Kaastra, J. S., Mewe, R., Liedahl, D. A., Komossa, S., & Brinkman, A. C. 2000, *A&A*, 354, L83
 Kahn, S. M., Seward, F. D., & Chlebowski, T. 1984, *ApJ*, 283, 286
 Kallman, T. R., & McCray, R. 1982, *ApJS*, 50, 263
 Kallman, T. R., & White, N. E., 1989, *ApJ*, 341, 955
 Kaspi, V. M., Charkrabarty, D., & Steinberger, J. 1999, *ApJ*, 525, L33
 Kelley, R. L. et al. 1988, *Proc. SPIE*, 982, 219
 Knoll, G. F. 1989, *Radiation Detection and Measurement*, 2nd Ed. (John Wiley & Sons: New York)
 Krause, M. O. 1979, *J. Phys. Chem. Ref. Data*, 8, 307
 Makishima, K. 1986, *The Physics of Accretion onto Compact Object*, Ed. K. O. Mason, M. G. Watson & N. E. White (Springer-Verlag: New York), 249
 Makishima, K., Mihara, T., Nagase, F., & Tanaka, Y. 1999, *ApJ*, 525, 978
 Markert, T. H., Powers, T. R., Levine, A. M., McCullum, C. B., Mohr, J. J., & Canizares, C. R. 1988, *Proc. SPIE*, 982, 245
 Marsden, D., Rothschild, R. E., & Lingenfelter, R. E. 1999, *ApJ*, 520, L107
 Matt, G., Perola, G. C., & Stella, L. 1993, *A&A*, 267, 643
 Matt, G., Perola, G. C., Piro, L., & Stella, L. 1992, *A&A*, 267, 643
 Mewe, R. et al. 1982, *ApJ*, 260, 233
 Mihara, T. 1995, Ph.D. thesis, Dept. of Physics, Univ. of Tpkyo
 Nagase, F., Zylstra, G., Sonobe, T., Kotani, T., & Inoue, H. 1994, *ApJ*, 436, L1

- Nandra, K., George, I. M., Mushotzky, R. F., Turner, T. J., & Yaqoob, T. 1997, *ApJ*, 477, 602
- Paerels, F. B. S., Bleeker, J. A. M., Brinkman, A. C., Gronenschild, E. H. B. M., & Heise, J. 1986, *ApJ*, 308, 190
- Paerels, F. B. S., Bleeker, J. A. M., Brinkman, A. C., & Heise, J. 1988, *ApJ*, 329, 849
- Peacock, A., & Ellwood, J. 1988, *Proc. SPIE*, 982, 227
- Peterson, L. E. 1975, *ARA&A*, 13, 423
- Pfeffermann, E. et al. 1986, *Proc. SPIE*, 733, 519
- Ramsey, B. D., Austin, R. A., & Decher, R. 1994, *Space Sci. Rev.*, 69, 139
- Reilman, R. F., & Manson, S. T. 1979, *ApJS*, 40, 815
- Schattenburg, M. L., Canizares, C. R., Dewey, D., Levine, A. M., Markert, T. H., & Smith, H. I. 1988, *Proc. SPIE*, 982, 210
- Storm, E., & Israel, H. I. 1970, *Nuclear Data Tables*, A7, 565
- Tanaka, Y. et al. 1995, *Nature*, 375, 659
- Tanaka, Y., Inoue, H., & Holt, S. S. 1994, *PASJ*, 46, L37
- Tanaka, Y., & Lewin, W. H. G. 1995, in *X-ray Binaries*, Ed. W. H. G. Lewin, J. van Paradijs, & E. P. J. van den Heuvel (Cambridge Univ.: Cambridge), 126
- Trümper, J. Pietsch, W., Reppin, C., Voges, W., Staubert, R., Kendziorra, E. 1978, *ApJ*, 219, L105
- Turner, M. J. L. et al. 1989, *PASJ*, 41, 345
- Turner, T. J., George, I. M., Nandra, K., & Mushotzky, R. F. 1997, *ApJS*, 113, 23
- Veigele, W. J. 1973, *Atomic Data Tables*, 5, 51
- Verner, D. A., & Yakovlev, D. G. 1995, *A&AS*, 109, 125
- Verner, D. A., Ferland, G. J., Korista, K. T., & Yakovlev, D. G. 1996, *ApJ*, 465, 487
- Voges, W. et al. 1999, *A&A*, 349, 389
- Winkler, P. F., Canizares, C. R., Clark, G. W., Markert, T. H., Kalata, K., & Schnopper, H. W. 1981, *ApJ*, 206, L27
- White, N. E., & van Paradijs, J. 1996, *ApJ*, 473, L25
- Wood, K. S. et al. 1984, *ApJS*, 56, 507
- Yaqoob, T. 2000, <http://lheawww.gsfc.nasa.gov/~yaqoob/ccd/nhparam.html>
- Yi, I., & Boughn, S. P. 1998, *ApJ*, 499, 198
- Yi, I., & Boughn, S. P. 1999, *ApJ*, 515, 576
- Zombeck, M. V. 1990, *Handbook of Space Astronomy & Astrophysics*, 2nd Ed. (Cambridge Univ.: Cambridge)